

編 号( (77)011

內 部

# 出国参观考察报告

美国天体物理学研究概况

科学技术文献出版社



# 第一章 恒星和星系部分

## 天体物理学考察组

### (一) 概 况

#### 1. 参观访问的恒星物理各单位概况

在访美的一个月中，我们恒星组成员访问参观了十三个有关恒星物理的单位。现将参观日期，单位，主要接待人，列于表IA1(见本文49页)。各单位的概况简要陈述于下。

(i) 海军研究实验室，简称NRL，在首都华盛顿，是一个庞大的机构，共有工作人员四千人。我们只参观其中一个部门——空间研究部，该部1968年已发展到一百数十人。它主要应用火箭、气球、飞机和人卫等手段从事观测研究。在这空间研究部内设有Hubert, E.O. 空间研究中心，目的在于给予各大学的科学家在中心任职一、二年的机会，以便他们可以利用这部的设备，进行火箭和人卫上的天文课题的研究。虽然这部的主要研究课题是日地空间和太阳的观测研究，它也应用火箭、人卫观测恒星和星系的X射线、紫外和红外辐射，并在看不见的气体和衰老恒星中寻找宇宙间的稳藏质量。它在发现X射线天体方面作出了有价值的贡献。在实验中正在装配关于X射线的测试装备，预备放在高能天文台(HEAO)上，所用仪器的测量面积比前增加到12倍，比乌呼鲁(UHURU)强多，会发现几百个新的X射线源。

(ii) 天体物理中心在马萨诸塞州的波士顿，是哈佛大学天文台和Smithsonian天体物理台的联合机构，有140多名科学家从事各项研究工作，研究范围广泛，分八个组，包括了现代天文中的大部分领域。对于高能天体物理中X射线爆，如在人马座球状星团中X射线爆的发现和X射线源的证认方面，有一定贡献。光学和红外天文学的主要工作在河外星系方面，如利用气球上1米望远镜测量塞佛特星系NGC1068的红外能量分布，测量星系晕中的暗弱红星；也从事对星际云，如猎户座和W<sub>3</sub>区的红外描图以及对于英仙座星际云中CH和CH<sup>+</sup>的速度测量等；另外，应用在德克萨斯州Fort Davis的哈佛射电站，参加甚长基线干涉观测射电源和星系。

这中心也开展理论天体物理和对天体物理有意义的实验室原子和分子物理工作，各自成立一个组。而它的行星科学组是包含着大部分Smithsonian台的人员，注意力放在太阳系中的小天体，研究小行星、彗星、流星、陨星和月亮样品，以及在深矿中寻找和太阳能源有关的中微子等。

目前这中心并无大仪器，在Agassiz站和Hopkins山各有一架1.5米(60吋)反光镜，不少资料取自气球、火箭、人卫和空间实验室以及美国其它天文台。在下文要提到，它正在Hopkins山建造一架新型望远镜，由六具1.8米反光镜综合组成一架相当于4.5米望远镜，大致18月后可以建成。

(iii) 麻省理工学院天体物理部也在波士顿。这学院并没有天文系或专业，这部似乎是

一个天文研究课题的组织，由数学、物理、电机、地球和行星科学四个系的一些成员所组成。它在恒星物理方面的主要工作是X射线源方面，15年前就开展X射线源寻找工作，发现了不少X射线源，近年对于发现X射线爆，发现和测定X射线双星的轨道元素以及论证一些X射线脉冲星双星性问题，积极开展工作；现在已成立X射线天文卫星中心。此外，这院的空间研究中心对X射线星的工作，也很活跃。

另一项工作是用射电方法观测星际云的分子谱线，以及参加甚长基线干涉法来研究星际、曼塞和射电源的结构。六十年代，由这院数学系林家翘教授提出的星系密度波理论，已成为研究星系旋涡结构的一个流行的学派。

(iv) 德克萨斯大学天文系在德克萨斯州的Austin, McDonald天文台在这州西部，西离Austin约四百英里。台系各有科学家25人，从事研究或兼教职，另有电子学、光机电、行政勤杂人员约100人，系主任兼台长，统一领导。据介绍，本科天文学生有75名，为美国学生最多的一个天文系，将来成为天文家的有六、七人，其它部分为教师。McDonald天文台在海拔6800英尺的Locke山上，具有107、82、36和30吋四架反光望远镜。在这台南面30英里辽阔的平原上，大学的射电天文台有天线阵，包括十米波的干涉仪，观测木星以及4平方英里365兆赫的频宽综合干涉仪，观测射电源的位置，可精确到1弧秒。

107吋望远镜配备多用途的IBM1800计算机，能够按部署的时间进行观测和归算序列。一此小型Nova型计算机为望远镜的高速控制和取得数据服务，并按次序输入到1800计算机去。这镜的折轴室，除了2米和4米焦距的照相机，获得每毫米1—16埃光谱外，还配备着光电扫描仪，色散每毫米1埃，当阶梯光栅应用时，可得每毫米0.05埃的高色散光谱。另外还备有几种富里叶干涉仪，波段从0.8—14 $\mu$ m。在它卡焦，除了照相，扫描、光度计外，一具快速紫外象管光谱仪为暗星、星系和射电源的光谱观测之用。

对于其它几架反光镜也配备着类似的各种接收器，不再一一列举。值得一提的是脉冲计数光度计应用到各个系统中，包括高速计算机控制的测光。

实验的设备，如计算机、天文仪器和电子车间、记数和传统测量仪器以及高速PDS显微光度计（另有专文介绍）等，很是完备；还可应用大学计算中心的大型快速计算机。天文部门人员占大学全部人员的百分之一，而应用计算中心快速计算机的时间占百分之三十。

研究课题比较广泛，从行星、月亮起，恒星、星际介质、星云、星系、类星体到宇宙学、相对论，不下几十种；所用手段，光学、红外、射电都有。研究计划中共列十九大项，首列仪器发展和计算机服务两大项，可见对它们的重视。前者列望远镜的改进、象管、电子照相等研究；后者指发展望远镜观测潜力的软件，如从磁带为归算光谱作图的程序，月掩星资料取得的程序和改进107吋指向等问题。这个天文台近年比较活跃，成就也较多，74、75两年中共发表了119篇文章。

(v) 国立基特峰天文台位于阿利桑那州的Tucson市西南56英里，是根据国家科学基金会的协定，由研究天文的大学协会建立的。这协会由美国12个大学组成，近年在南美洲智利建立了基特峰台的姊妹台，Cerro Tololo天文台。基特峰台海拔6800英尺（Tucson市海拔2600英尺），共有158、84、50和12吋反光望远镜各1架，36、16吋镜各二架；另有60吋太阳望远镜和24吋太阳真空望远镜各一架。基特峰台专门从事天文研究的共有36名科学家。望远镜的60%观测时间由外来人员，包括美国以外的天文学家使用，据这台年报，75年分别有129和22名外来人员应用这台的仪器作恒星与星系以及太阳的观测。

75年春这台对研究计划作了调整，由原来三个主题，恒星、太阳、行星，改为二个主

题，银河系和河外星系、太阳系，把星系的重要性提到日程上来。

观测工作离不开仪器，仪器的改进有利于观测质量的提高。基特峰台的总计划就是结合研究课题，对仪器的改进计划，共分六项：1) 银河系和河外星系，2) 太阳系，3) 全景探测器 (Panoramic detector)，4) 红外，5) 计算机应用，6) 光栅。光栅实验室中刻线机是74年从麻省理工学院拆散运来的C号机器，先刻大的阶梯光栅， $125 \times 250\text{mm}$ ，表明结果良好。我们参观时，主管者Hall, D. N. 告诉说，现在已能刻 $600 \times 400\text{mm}$ 的光栅，刻划钻是机械操作下运动，光栅坯在激光控制下作垂直方向运动。刻时，室内温度控制在 $\pm 0.001^\circ\text{C}$ 。刻好后，用激光检验，从反射点看出哪一级最亮。阶梯光栅一般79线/mm，用在100级以上，普通光栅600线/mm，用在2—3级到15级。当时他表演检验情况。

这个天文台的具体研究课题基为广泛，用可见光和红外波段，从事行星、恒星、星系的光度和光谱工作。接收器用象管、二极管阵和电子照相等新技术已很普遍。

基特峰台的总部设在Tucson市，大部分科研技术人员都在此工作，轮到观测才到天文台去。这里有光学、金工车间和电子、光栅实验室。

(vi) Steward 天文台和月亮行星实验室都属于阿利桑那大学。前者有总部在Tucson市，天文台址在基特峰，那里有90、36、20吋三架反光望远镜。90吋镜有光度计 (UBVRI 和JHKL)，折轴光谱仪，光谱扫描仪和象扫描仪，卡焦备有象管。36吋镜上有单通道光度计，直接照相的自动导星系统，折轴和卡焦摄谱仪。为了省钱，90吋镜的圆顶为圆柱形，顶略斜，以便天窗开关。这台有科学家十来人，研究项目着重在红外波段的工作，如H II区，星系核的描图，也从飞机和气球上作远红外的普查工作。

(vii) 月亮行星实验室有总部在Tucson市，天文台在市东北29英里的Catalina山上，海拔8300英尺，设有61、28、21、16吋反光镜各一架，另有60吋镜二架，16吋施米特镜1架。61吋镜配备高色散光谱仪，彗星照相和双星测微计。两架60吋镜主要做8色窄波段蓝光，6色窄波段红光，UBVRI, JKL和JHKL (带有偏振计) 的光度测量以及5、10、 $20\mu\text{M}$ 的光度测量；并备有富里叶红外光谱仪。其它几架望远镜备有为月亮描图和红外天空普查的面扫描仪。这室力量相当强，有科学家五十多人，有的兼职Steward天文台，最近由宇航局和阿利桑那大学联合建立一个空间象中心作为这室的一部，收藏由天空和地面望远镜所拍摄的大量月亮和行星的象。因时间关系，我们只访问了它的总部。

这室除了重点研究月亮和行星系小天体外，也在地面和气球上，用红外波段对红外星、银河系红外源以及河外星系和类星体作观测研究；并用窄带偏振计观测Be星，以研究Be星延伸壳层的电子分布。76年夏成功地在X射线的对应星、灾变双星武仙座AM星上观测到白矮星的磁场约达 $2 \times 10^8$ 高斯。此外，在星际偏振和星际磁场方面，开展理论研究。

(viii) Hopkins山天文台是Smithsonian天体物理台本部外的最大观测站，位于Tucson市南约35英里，海拔7600英尺。这台目前有科学家十来人，备有61吋和24吋 (属于纽约州大学) 反光望远镜各一架，20吋Baker-Nunn人卫跟踪照相机和20吋人卫激光测距系统各一架，另外有34英尺的 $\gamma$ 射线反光镜。61吋反光镜配备着象管阶梯光栅光谱仪，全自动光栅光度计，三级法布里-别洛干涉仪和一架小型计算机，以便现场立刻归算。34英尺反光镜是由248块各自可以调整的镀铝玻璃球面镜组成的一个凹面，用以接收 $\gamma$ 射线在大气中所引起的切伦柯夫微弱辐射。

目前这个天文台主要力量在建造由六具1.8米反光镜综合组成的一架相当于4.5米反光望远镜，称为多镜面望远镜 (MMT)。这镜将放在海拔8550英尺的Hopkins山的最高峰上；它



独特的地平式装置，使结构紧凑，可用轻而坚强的结构系统支持六个镜面。它将安置在一个独特的建筑内，不是圆顶而是四层的矩形建筑，观测时这建筑和多镜面一起转动；办公室、控制室、实验室等都和望远镜一起转动。预期18个月后可以建成。我们参观时，建筑的钢架和下面圆轨道已大体就绪，正在紧张施工中。

(ix) — (xi) 加州理工学院天文专业，设在物理、数学和天文系内，在加州 Pasadena 市，有教授十多人。这院的物理和行星科学家也有从事天文研究，主要在红外天文方面。这院的 Palomar 天文台，海拔5500英尺，在市东南约80英里，它在四十年代末就建成当时世界上最大的五米反光望远镜，和1.2—1.8米施米特镜，20多年来一直是取得遥远暗弱星系资料的强有力的武器。

Wilson天文台海拔5700英尺，离 Pasadena 市中心只有8英里直线距离，属于卡内基研究所，它在1918年即建成100吋和60吋反光望远镜；建立以后30年里，前者一直是世界上最大的望远镜，早年对星系红移的资料作出了宝贵的贡献。此外，它还有150英尺和60英尺太阳塔。

Palomar山台和Wilson山台，在行政和经费方面，分别归加州理工学院和卡内基研究所管理，各自为政；但在研究方面由Hale总台领导，研究课题和成果由总台统一在年报中报导。总台还领导着智利 Las Campanas 天文台，那里的1米和0.6米反光望远镜已开展工作，在筹建中的2.5米（100吋）反光望远镜已基本上完成。

Hale总台的研究课题甚为广泛，不能一一例举。它具备强有力的观测武器，为其它台站所不及，可以发展独特的研究项目。它利用5米镜观测  $350\mu\text{m}$  和  $1\text{ mm}$  的辐射，把红外和射电波段联系起来；用来分别观测猎户星云中 H II 区分子云 W3、猎户座分子1号云，取得了成果。银河系、河外星系、星系团、射电源的证认以及观测宇宙学中红移和演化效应是它的重点研究项目。

Hale总台年报中列出人员和他们的职务，有助于了解它的力量配备情况，择要介绍于下：

Hale总台的研究部共有21名成员，内中九名是加州理工学院天文、物理和行星科学家。另有不同身分的科研人员30名，助理研究人员12名，学生观测员20名。仪器设计和制造者36人，其中电子工程12人，技师和工程师8人，机械技术人员4人，计算技术、光学和绘图员各3人，设计、照相、总管兼库房各1人。此外，照相和图书馆各2人。总起来，科研和辅助科研人员共125人。

为了维护和日常工作，Palomar台有5名夜观测助手，4名机械，1名电机维修人员，连同行政人员共26人。Wilson台有5名夜间观测助手，木工、机械工和司机各1人外，余为行政人员，共25人。

(xii) 加州大学的Lick天文台有总部在加州 Santa Cruz 分校，台址在分校东北约四十英里的Hamilton山上，海拔4200英尺。这台有天文学家十多人，连同技术和行政人员共约100人，研究生25名。Lick台1888年建立，当时具有世界上最大的36吋折光镜，十年后才为美国的Yerkes天文台的40吋折光镜所超过。它主要的仪器是120吋（3米）反光望远镜，还有36和24吋反光镜各一架，另有双筒20吋折射天体照相机。

120吋镜也象其它天文台大望远镜一样备有观测自动化的设备，利用灵敏的电视照相，观测者可以在空气调节的工作室看到观测的对象，并进行遥控。焦点处的接收器，光谱仪或红外光度计，可和象管和电子器件偶联，因之可将光度或光谱记录下来，并在工作室中经计

计算机处理后,在示屏上显示出来,及时看到观测结果。其它仪器也有不同程度的自动化设备。

值得一提的是这天文台一些象扫描器和电子照相设备。Wampler, D. J. 等两人所设计制造的三级象管析象扫描器(详见专文介绍)大大提高了灵敏度。12月9日夜我们看到24吋反光镜配备了上述扫描器,正在观测河外星系NGC1068的光谱,各用二分钟观测天光以及天光加星光,然后相减,即得所要的光谱结果。Wampler一再强调,小仪器象24吋加用这种扫描器以后,效果可和120吋镜相比。目前扫描器只能作一维的测量,观测光谱正合适。

Walker, M. 应用光谱象管所拍摄的星团的电子照相,由于线性反应良好,用以建立光度标准,足以和光电测光相比拟。他用Lallemand电子照象机在120吋镜上所拍摄的星系光谱,用以测量星系物质的视线速度,也取得了良好的结果。现在正进一步改进光谱象管,以便有更大的接收面积。

这个天文台的研究课题,除作恒星的可见光和红外谱的分析外,加强应用象管扫描器和电子照相来分析研究星系、类星体和射电星系的光谱。

(xiii) 加州大学Berkeley分校天文系在加州旧金山附近的Berkeley市,有教授十多人。这系仅有小型望远镜,供学生学习之用;在Lick台和其它天文台取得研究资料。实验室中有一架快速显微光度计,简称为PDS,参观时,作了重点介绍(详见PDS专文)

研究项目,恒星工作大部分是在红外光谱方面。另外两项重点工作是星团、星系结构和星系以及高能天体物理和宇宙学。

此外,Berkeley分校的物理系成员在红外天文方面做了不少工作(见红外专文介绍)。这分校在十年前成立了空间科学实验室,据介绍,共有科研和行政人员约300人,进行90项科研项目,经费每年六百万美元,并称在加州大学Livermore分校那里也有同样规模的实验室。和恒星物理有关的研究工作是用探空火箭,探测 $\gamma$ 射线、 $x$ 射线、紫外、红外源,并联系到密近双星和这些辐射的关系。

## 2. 参观访问后的几点看法

这次我们在美国访问了十多个恒星和星系物理天文台有关单位,偏重在实测方面,除了普林斯顿大学天文系以及芝加哥大学天文系和它的Yerkes天文台未能访问外,可以说,已访问了恒星和星系物理方面的主要单位。回顾访问的经过,有以下几点初步体会:

(i) 在研究课题方面,星系的研究已普遍地受到重视,从各天文台的工作和发表的文章看,星系的份量已不亚于恒星的份量。国立基特峰天文台已在75年春明确提出修改研究计划,把银河系和河外星系的作为二大研究计划之一。正象几十年前对于恒星演化那样,星系的演化已提到日程上来。虽然目前还提不出一种公认的星系演化的理论,各单位正在加强星系、类星体、蝎虎BL型天体和射电源的观测研究,以便获得更多资料,为提出星系演化理论作好准备工作。

(ii) 由于气球、飞机、火箭和人卫的高空观测的发展,低温技术和全景接收器的改进,大大地拓展了观测波段,紫外、 $x$ 射线、 $\gamma$ 射线和红外波段都能观测。各天文台普遍地加强了红外天文的观测,有条件的单位积极开展观测 $x$ 射线的更大的计划。这些对于目前还不太清楚的恒星形成时早期演化以及另一端,恒星的末期演化,可以提供重要的资料,以验证这两阶段的演化理论。同时,快速电子计算机的应用大大推进了恒星内部结构和演化方面的理论计算工作,可以预期在观测资料和理论探讨配合下,在不久的将来对于恒星早期和末期演化的问题,应该有比较显著的进展。

(iii) 电子元件的革新, 结合小型电子计算机的应用, 使多级象管、电子照相、二极管阵以及实时归算和显示图象, 在天文观测上成为可能。这一方面大大提高了灵敏度, 另一方面即刻可以看到观测的结果, 象上节提到在Lick天文台把三级象管析象扫描器用在24吋镜上, 可抵120吋望远镜之用。各天文台在不同程度上都已应用革新的接收器以代替普通照相和光电倍增管, Meronald台107吋反光镜的折轴光谱仪一年里难得用普通照相拍摄一、二次。各天文台, 尤其基特峰台和McDonald台, 都组织力量在全景探测器、电子学和计算技术方面加强研究。Hale天文台的仪器设计和制造部门的36人中, 电子工程人员占了12人, 可见他们的重点所在。

(iv) 射电观测技术的提高, 可以测出快速微弱的流量变化, 终于导致脉冲星的重大发现。快速、精确的光电测光可能也起着类似的作用。恒星的角直径是很难测量的, 一般对于体积大的恒星直径是用干涉仪来测量, 方法比较麻烦。而现在结合微型电子计算机的应用, 可以快速光电测光, 因此用月掩星的方法就不难测量恒星的角直径, 甚而发现恒星表面上的亮斑。我们在11月18日参观德克萨斯大学天文系时, 就看到月掩星光变曲线, 表现出恒星的角直径以及其上的亮斑所引起光度的不对称性。这天文系的另一项工作是精密的光电测光, 在宁静度和透明度好的晚上, 用二个比较星来监视天气和仪器的稳定性, 多次观测取平均值, 据称精确度可达千分之一星等; 这样, 就发现绝大部分恒星是变星。这是初步结果, 正在继续观测中。这项结果如果确实的话, 对于恒星的本质和演化有着重要的意义。

(v) 这次参观访问中, 对大望远镜的机械结构、传动、跟踪, 圆顶的材料, 结构驱动、隔热和防振以及随同望远镜的运动等问题, 尤其对McDonald2.7米望远镜和圆顶, 作了一定的了解, 可供我国有关工作的参考。例如, 所看到大望远镜的圆顶转动都采用摩擦驱动, 而不是齿轮驱动。因此, 在我们设计望远镜的圆顶转动时可以考虑这种情况。

(vi) 美国的天文研究, 原来各自为政, 联邦政府并不过问。自1950年成立了国家科学基金(NSF), 作为联邦政府促进科学研究的一个机构, 才对美国各单位的科研, 包括天文研究, 有所影响。美国天文界受美国科学院的委托, 在六十年代初和七十年代初, 组织天文调查委员会, 对美国天文事业的发展, 先后两次作了全面的调查, 对天文各分支学科发展的先后缓急, 拨款多少给各分支学科, 提出建议之后, 联邦政府通过科学基金和宇航局等, 提供科研课题的经费, 对美国天文的发展起着领导作用。科学基金用在基本科研的钱, 55年不到1千万美元, 而在60、70年分别增加到6千万和2亿五千万美元; 它资助天文研究的拨款在65年是2千万美元, 此后略有增加。宇航局拨给天文研究的钱65年为1亿多美元, 70为2亿多美元<sup>[1]</sup>。各天文台和天文系等机构本身经费有限, 竞相提出研究课题, 争取上述拨款。一、二十年来美国天文事业的发展大体上是按两次调查报告的建议进行的。72年的报告中提出, 天文中最优先发展的四个项目是射电天文的甚大天线阵, 光学望远镜的辅助仪器, 红外天文和高能天文台(HEAO)的X射线和 $\gamma$ 射线的观测。报告中提出70年代制造大仪器外, 专项提出为望远镜的电子辅助仪器和红外地面及高空观测每年拨款150万和200万美元, 这样促进了近年电子辅助仪器和红外天文的发展。

### 3. 同美国天文学家讨论的几个问题

这次访问, 参观望远镜和实验室的时间较多, 和美国天文学家进行讨论的机会比较少。在不多的几次讨论和非正式交谈中, 涉及到了一些天体物理问题, 其中有的值得一提。

(i) 类星体是宇宙论距离还是较近距离, 一直是争议未决的大问题, 这牵涉到它们的

红移是宇宙论的多普勒速度效应,还是其它物理原因。我国天体物理工作者也常常为这问题争议。赞同非宇宙论红移的往往举出Arp, H.C.所描述的几个多重星系的例子,它们中有一个星系的红移值和其它的相差很大,而看上去,有物质桥联系着,是在一起的。Lick台的Walker观测这些多重星系的结果,否认了Arp所述几个多重星系的物质联系性。在12月6日访问Wilson台的总部时,我们问Arp对这问题究属怎样看法,他一点不坚持,说这问题还无定论。

(ii) Schmidt, M.是类星体光谱线红移的发现者,谈到有名的Hubble的红移和距离的线性关系时,他说文献上提到这关系只能应用到红移 $Z=0.2$ ,而最近的观测结果可以应用Hubble关系到 $Z=0.62$ ,大大推进了一步。他也认为近年Sandage, A.所测定的Hubble常数每百万秒差距55公里/秒,比较确定,而所测定的减速因子 $q_0$ 值,变动较大,很不可靠。

(iii) 星系演化问题已提到日程上来,目前的一些星系理论,象普林司顿大学天文学家Spitzer, L. Jr.的轻质量星向外运动和大质量星向内形成星系核的计算结果,耶鲁大学Lawson, B.的气尘物质团坍缩形成星系的计算结果等是否能说明问题,访问天体物理中心时,理论天体物理学家Cameron, A. G.认为,给与前提,数据,注入计算机中,按一定的方程进行计算,总会得出结果,至于计算结果是否和客观过程符合,很难说。在基特峰台总部和几位研究塞佛特星系的天文学家相谈,他们只谈及具体问题,如观测在星系中金属成分多少的分布,表现在颜色的分布,速度场的分布和密度波的关系,大体支持林家翘的密度波的理论,很少谈到星系总体的演化问题。此后,和星系方面观测研究的Palomar台副台长Oke, J. B.以及Lick台长Osterbrock, D. E.谈到星系和星系演化问题时,他们也只认为各类型星系间有些相象,如塞佛特星系和蝎虎BL型天体之间的某些相似性,但并不能认为已有明确的演化关系。看来,目前主要是加强观测,积累各种星系、射电星系,类星体,蝎虎BL型天体等的资料,以便理论更好地联系观测现象。

(iv) Lick台的Walker近年对选天体物理台址问题做了不少工作,是国际天文协会选址委员会的主席。谈到这问题时,他认为城市地区人口增加,灯光加强,污染天文台的问题,愈来愈严重。离开Pasadena市不到十英里的Wilson山天文台的100吋望远镜已不适于作较暗天体的工作;受San Jose市灯光威胁的Lick台的120吋反光望远镜只能抵作60—70吋的望远镜来使用,不得不认真地考虑迁到黑暗天空的台址问题。台址的选择和保护问题愈来愈迫切,针对这问题的严重性,国际天文协会73年大会上成立第50委员会来注意这问题。

## 参 考 文 献

- [1] Astronomy Survey Committee (1973), "Astronomy and Astrophysics for the 1970's" Vol 2, 386, Fig 9.27
- [2] 同上 (1972), Vol 1, 61, Fig 3.

## (二) 专 题 介 绍

### 1. 地面光学望远镜使用情况

这次考察,参观了美国本土上的几乎全部大望远镜和一部分小望远镜。口径两米以上的望远镜共有八台,它们是:McDonald天文台的2.08米和2.7米镜,基特峰国立天文台的2.13

米和4米镜, Steward天文台的2.3米镜, Palomar 山天文台的5米镜, Wilson 山天文台的2.5米镜, 和 Lick 天文台的3米镜。它们有的建成于本世纪初, 有的建成仅几年。关于这些望远镜的光学、机械和控制系统的技术详情, 已有许多文章报导过, 这里不再一一叙述。表IB.1 列出了我们考察过的各天文台所拥有的用于夜间天文观测的主要望远镜。

考察中给人印象颇深的, 就是美国各天文台的望远镜, 不论大小, 不论新旧, 都处于良好的工作状态, 观测计划排得很满, 使用效率相当高。这里, 我们感到有几点经验是值得参考的。

(i) 合理安排观测计划

望远镜观测项目和时间安排的计划, 是由天文台有关主管部门所设委员会或小组根据天

表IB.1 几个天文台的主要望远镜

天 文 台	望远镜口径 (厘米)	望 远 镜 类 型	数 量
McDonald	272	反 射	1
	208	反 射	1
	91	反 射	1
	76	反 射	1
基 特 峰	400	反 射	1
	213	反 射	1
	127	反 射	1
	91	反 射	
Steward	229	反 射	1
	91	反 射	1
亚利桑那大学行星科学 系和月亮-行星实验室	155	反 射	1
	152	反 射	2
	71	反 射	1
	53	反 射	1
Hopkins 山	152	反 射	1
	61	反 射	1
Palomar 山	508	反 射	1
	152	反 射	1
	50	反 射	1
	122/183	施米特	1
Wilson 山	254	反 射	1
	152	反 射	1
Lick	305	反 射	1
	91	反 射	1
	61	反 射	1
	91	折 射	1
	50	双筒折射	1

文学家的研究课题和时间要求，经综合平衡后而制定的。属于天文台的天文学家一般用不了全部观测时间，为了使一台造价高昂的望远镜尽可能少空闲，多观测，一般都有不同比例的观测时间留给外地来访（包括从国外来的）的天文学家使用。例如，基特峰国立天文台每年要接待约250名来访天文学家，占用观测时间约百分之六十。私立的 Hale 天文台每年约接待五十名外单位天文学家，使用望远镜时间约百分之二十到三十。由于预先有计划，日程又安排得比较紧凑，每个获准使用望远镜的人员都预先把准备工作做得尽可能充分，以便有效地利用分配给他的时间（一般每人每年大约可分配几个夜晚），因此，望远镜使用效率是相当高的，临时插入未经事先安排的观测项目的可能性很小。

制定观测计划的另一重要方面，是要根据研究课题的性质，合理分配适当的望远镜。能用小望远镜完成的任务，就不要用大望远镜。大望远镜应该留给那些非用大望远镜不可的课题。事实上，我们在考察中看到的许多小望远镜，都承担着十分重要的观测项目。例如，McDonald 天文台的91厘米反光望远镜，用高速光电光度计研究变星的快速光变，时间分辨率达到一秒。基特峰天文台用附属2.13米镜的91厘米望远镜，拍摄各类恒星折轴光谱以研究它们的双星频数和自转。在Lick天文台，已有七十多年历史的91厘米折射望远镜，原来是用作目视观测的，现在已可用于照相和分光，正从事双星轨道测量和恒星二元光谱分类。50厘米双筒折射天体照相机，则在系统地作照相观测以定恒星的自行。还有一台61厘米反光望远镜，使用象管析象扫描仪，研究星系的红移。所有这些工作，无疑都是十分重要的。

#### (ii) 扩充波段，使望远镜承担更多观测项目

缘大多数光学望远镜，已打破过去只在可见光工作的框框，先后开展了近红外、远红外以及亚毫米波的观测。这些观测不但在夜间进行，有的还在白天进行，从而大大增加了望远镜的使用时间。在考察中见到的八台两米以上望远镜中，我们亲眼看到四台望远镜在白天作红外观测（McDonald 天文台的2.7米，基特峰天文台的2.13米和4米，Hale 天文台的5米）。有些望远镜为了进行红外观测，还专门配备红外副镜，它们不但体积小，可以减少仪器辐射的影响，而且可以迅速摆动以调制天光背景。考察中了解到，基特峰天文台2.13米和Steward天文台的2.3米，都正在制作这样的红外副镜。

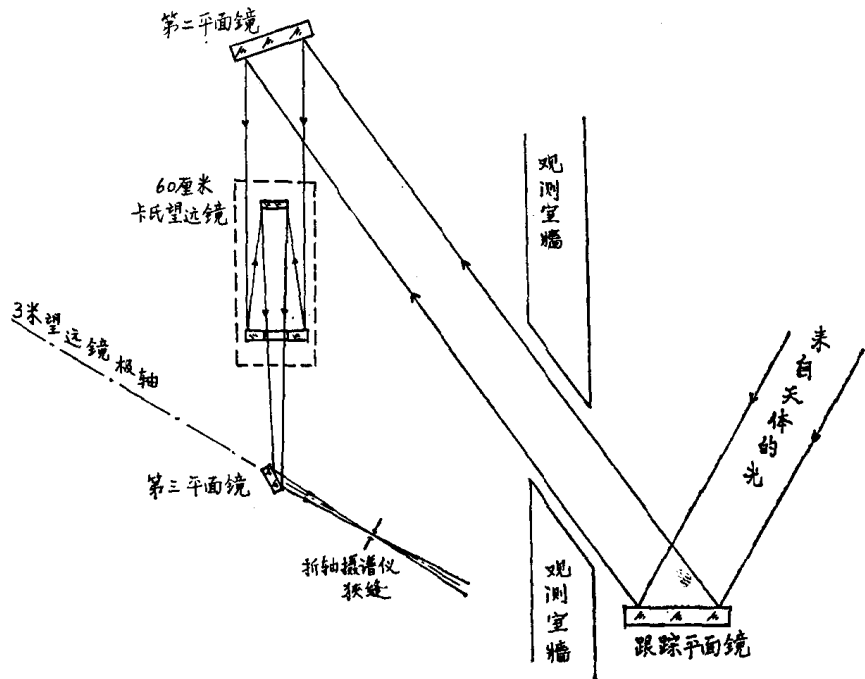
#### (iii) 合理设计副镜装置，缩短光学系统转换所需的时间

一台大望远镜，一般都有主焦点、卡氏焦点和折轴焦点，它们之间要经常转换以适应不同工作的需要。美国从五十年代末以来建造的大望远镜的焦点转换，大多数都采用翻转式的副镜架，在一个镜室上装二至三个副镜，一般只要把副镜架转动 $180^\circ$ ，就可以从一个焦点转到另一个焦点，所需时间不超过一小时。例如基特峰天文台4米望远镜由卡氏焦点转到折轴焦点只要二十分钟，由主焦点转到折焦点约要四十分钟。有些望远镜原设计的系统转换方案比较麻烦，转换后也需要较多调整，现在也在考虑作根本修改。如 McDonald 天文台2.7米镜，原设计在转换系统时，整个副镜架连同副镜圈全部更换，很不方便。1975年决定重新设计，采用翻转式结构，我们考察时设计已完成，正在加工，估计年内可投入使用。

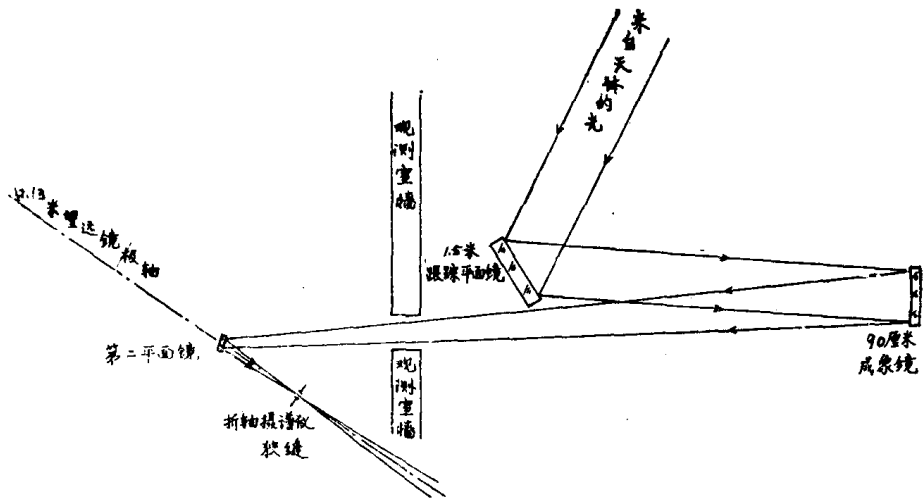
#### (iv) 设置折轴焦点辅助望远镜

大望远镜折轴焦点摄谱仪，是大型昂贵的光学仪器，它一般拥有数块大面积普通平面光栅和阶梯光栅，几个不同焦距的照相机，其中一个或两个照相机主镜的直径接近或超过一米。当望远镜用于其他焦点时，折轴摄谱仪如果闲置不用是很可惜的。实际上，用折轴摄谱仪观测，并不一定要大口径望远镜，因此，有些大望远镜另外配一个永久安装在旁边的较小望远镜，专供大望远镜的折轴焦点使用。辅助折轴望远镜实际是一种定天镜系统，具体方案

可因经费、设计思想以及天文台地形而很不相同。这次考察中看到了两个例子。一个是最先建成的Lick天文台 3 米望远镜的附属折轴望远镜,它相对于主望远镜的安排情况如图 I B.1。在折轴室的上方,垂直于地面有一个固定不动的60厘米卡塞格林望远镜。观测室南墙外,有一面直径约 1 米的跟踪平面镜,它将来自天体的光通过圆顶墙上的洞反射至卡氏望远镜上方的第二块平面镜,第二平面镜将光垂直向下反射至卡氏镜的主镜。从卡氏镜出来的会聚光束射至位于极轴上的第三平面镜,后者将天体象反射至折轴摄谱仪光缝上。第二个是基特峰天文台2.13米望远镜的折轴附属望远镜,其结构与Lick天文台的不同。如图 I B.2所示,在主

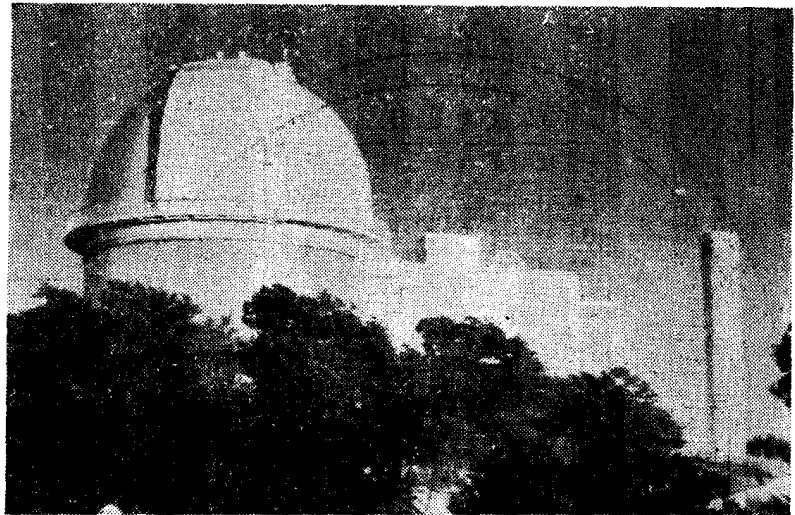


图IB.1 Lick天文台 3 米望远镜的折轴焦点附属望远镜光路示意图



图IB.2 基特峰国立天文台2.13米望远镜的折轴焦点附属望远镜光路示意图

望远镜观测室南边的附属房顶上，离圆顶约十多米处有一活动小室，其中安装有一面直径1.5米的跟踪平面镜，它将天体的光反射至更靠南的装在一个高塔上的偏轴凹面成像镜，后者将会聚光束通过主望远镜观测室墙上的洞反射到位于极轴上的第二平面镜上，然后再入折轴摄谱仪。这一安排比Lick天文台的优越，它只用三块反射镜，且无卡氏望远镜由副镜引起的中心挡光，因而透过率要高得多。图IB.3是2.13米望远镜观测室及其折轴附属望远镜塔（右边细而高的白塔）的照片。主望远镜观测室右边附属房顶上可以看到跟踪平面镜，活动小室已移开至它的左边。拍此照片时是在下午五点多钟，当时太阳已近西方地平，2.13米主望远镜正朝着东南方向进行红外观测（上下开的天窗已开至最大），而附属折轴望远镜也正在为夜间观测作准备。



图IB.3 基特峰国立天文台2.13米望远镜圆顶室及附属折轴焦点望远镜塔的照片

McDonald 天文台 2.7 望远镜，因地形上的不便，还没有建折轴附属望远镜，但已有建造的计划。

当然，并不是所有具有大折轴摄谱仪的望远镜都有这种附属望远镜。我们参观过的八台2米以上望远镜

中，有六台配有大型折轴摄谱仪，而有附属望远镜的有两台，有建附属望远镜计划的已有一台。

有人认为，从充分发挥仪器设备利用率的观点来看，附属折轴望远镜应该成为每台大望远镜的必要附属设备之一。

#### (v) 实现观测过程自动化

由于小型计算机功能的提高和价格的降低，计算机用于望远镜控制日益普遍。我们参观过的望远镜，除极个别的小望远镜仍用老式的手动操作控制以外，都配备有一台或二台小型计算机作望远镜自动控制和数据获取，而随着外围设备和计算机性能、速度和灵活性的改善，控制的范围相应扩大，获取和处理数据的能力不断提高。天文仪器许多部分的功能完全可以由小型计算机圆满地完成。计算机的应用使仪器变得更复杂，但这是值得的，因为计算机联机控制提供了极大的好处，它使许多用其他方法不可能实现的观测技术成为可能，使观测过程较为方便，特别是使望远镜观测时间的使用效率大为提高。计算机联机控制使天文工作者能够当场监视观测进行情况，提供了通过软件改进仪器工作性能的灵活性，并使观测数据的实时处理成为可能。

作为例子<sup>(1)</sup>，我们介绍一下McDonald天文台计算机使用情况。图IB.4是该台四个光

[1]Hudson, F. and Kelton, P., A Summary of Computer-Controlled Observing programs at McDonald Observatory.



The diagram illustrates a computer system architecture for astronomical observations, organized into four main sections, each represented by a dome-shaped structure:

- 2.7米望远镜 (2.7m Telescope):** This section contains a '卡焦控制室' (Card Focus Control Room) with a '天文台' (Observatory) and 'IBM 1800' unit. It is connected to a 'NOVA 2/10 32K' unit, which in turn connects to a '3个盒式磁带' (3 magnetic tape drives), a '数字图像光度计' (Digital Image Photometer), and a '接口' (Interface). The interface connects to a '2.7米数据' (2.7m data) unit and a '高速数据网' (High-Speed Data Network). Other components include '图表仪' (Chart recorder), '电传打字' (Teletype), '电视显示' (Television display), '示波器' (Oscilloscope), '时间信号' (Time signal), and '磁带' (Tape).
- 76厘米望远镜 (76cm Telescope):** This section features a 'NOVA 2/10 16K' unit connected to '电传打字' (Teletype) and '示波器' (Oscilloscope). It is also connected to a '高速数据网' (High-Speed Data Network) and a '接口' (Interface), which leads to a '卡焦仪器' (Card focus instrument) and '1800电传打字' (1800 Teletype).
- 91厘米望远镜 (91cm Telescope):** This section includes a 'NOVA 1200 12K' unit connected to '电传打字' (Teletype) and '示波器' (Oscilloscope). It is connected to a '高速数据网' (High-Speed Data Network) and a '接口' (Interface), which leads to a '卡焦仪器' (Card focus instrument) and '1800电传打字' (1800 Teletype).
- 2.1米望远镜 (2.1m Telescope):** This section features a 'NOVA 1200 16K' unit connected to '电传打字' (Teletype) and '示波器' (Oscilloscope). It is connected to a '高速数据网' (High-Speed Data Network) and a '接口' (Interface), which leads to a '卡焦仪器' (Card focus instrument) and '1800电传打字' (1800 Teletype).

Additional components and connections include:

- 折轴望远镜室 (Off-axis telescope room):** Contains a '1800电传打字' (1800 Teletype), '2.7米控制' (2.7m control), 'PDP-8E 12K', and '高分辨率射电光谱仪' (High-resolution radio spectrometer). It is connected to a '磁盘' (Disk) and '两个七磁道磁带' (Two 7-track magnetic tapes), which are connected to a 'NOVA 1200 24K' unit. This unit is connected to a '接口' (Interface), which leads to a '高速数据网' (High-Speed Data Network) and a '卡焦仪器' (Card focus instrument).
- NOVA (4K) 电传打字机 (公用) (NOVA (4K) Teletype machine (common)):** This unit is connected to a '计划机房' (Planning room) and a '高速纸带机' (High-speed paper tape machine). It is also connected to a 'IBM 1800' unit, which is connected to a '接口' (Interface) and a '时间信号' (Time signal).
- 计划机房 (Planning room):** Contains a '两个IBM 029 键盘穿孔机' (Two IBM 029 keyboard punch machines), a '磁盘' (Disk), and a '3兆=进制' (3兆=进制) unit. It is connected to a '打字机' (Typewriter) and a '卡片读出和穿孔器' (Card reader and punch).
- IBM 1800:** This unit is connected to a '接口' (Interface) and a '时间信号' (Time signal). It is also connected to a '2.7米数据' (2.7m data) unit and a '线打印机' (Line printer).
- 激光室 (折轴) (Laser room (off-axis)):** Contains a '1800电传打字' (1800 Teletype), '电传打字' (Teletype), '示波器' (Oscilloscope), '自动寻星' (Automatic star finding), '辨例元件' (Discriminator components), and '电子计时仪' (Electronic timer). It is connected to a '2.7米控制' (2.7m control) and a '激光实验' (Laser experiment).

Varian 620i (20K 储存) 计算机是供激光测月装置使用的, 它控制同步电子装置, 计算预期的激光飞行时间, 获取返回数据并闭合反馈回路。外围设备有: 两个七磁道磁带, 一个电传打字机和一个示波器显示管。在计算机控制下, McDonald 天文台利用 2.7 米望远镜折轴焦点所做的激光测月距的精度已达到 5 厘米。

使用最多的是NOVA小型计算机，它们已成为各个观测点基本设备的一部分。除去几个例外，McDonald天文台已用NOVA机实现了标准控制方案。

—12—

读出一写入磁带机、一个用于中间储存的磁盘、一台电传打字机和一个示波器显示管。这台计算机控制折轴摄谱仪的光栅台、码盘、阶梯光栅扫描仪、中等分辨率富里叶转换红外干涉仪、自扫描二极管阵照相机和自扫描数字象管扫描光谱仪等。

2.7米望远镜卡焦控制室的NOVA2/10计算机(32K储存)的控制系统是近两年才发展起来的,现已开始使用。它配备有三台盒式磁带装置、一个电传打字机、一个示波器显示管、一个图表仪和一个电视显象机。此望远镜卡焦仪器大约是从75年开始研制,目前仅有一台使用象管扫描的数字面积光度计,一年半之后将建成一台重达三吨的大型摄谱仪。

2.1米望远镜的NOVA1200(16K储存),91厘米望远镜的NOVA1200(12K储存)和76厘米望远镜NOVA2/10(16K储存)等计算机各配有一台电传打字机和一个示波器显示管。它们控制各自的卡焦观测仪器,包括高速光电光度计、普通宽波段光电光度计、大小光谱扫描仪、自扫描二极管阵照象机和摄谱仪等。

另外有一台备用NOVA机放在2.7米望远镜观测室内,供各观测点临时使用。

有两套接口已成为NOVA机标准接口。一种用于野内工作,是单电路板接口,可插入计算机内部。它包括两个双计数器和溢出逻辑电路,一个由外振荡器触发的同步间断装置,以及用于起劲示波器显示管和步进马达的10毕特X/Y寄存器和数字输出代码。

由于NOVA机已成为各观测点的通用设备,还设计了一种新的接口。这一独立安装的接口的主要目的是为了提供更大的控制和数据获取能力。采用外电路板形式的理由主要是:可以应用商品化的接插式线绕卡片,易于装取和维修;可以为外接口和特殊信号处理采用独立电源,避免计算机电源过载。

在各观测点均得到足够的磁带之前,高速数据网将是获得大容量的合理的替代方法。即使拥有充足的磁带,这一数据网仍可通过现有的IBM1800机的程序提供快速数据处理。2.7米望远镜折轴焦点的多项实验一直在将数据从NOVA机输送到IBM1800,硬设备的输送速度达每秒10K16毕特代码。数据存入IBM1800机的磁鼓,供以后取出和归算。

在离天文台700公里的得克萨斯大学天文系,在1974年春天成立了一个计算服务小组,它的主要任务是为天文台观测人员提供最有效最少误差和适用于特定观测计划的程序系统,不断改进程序精度。同时,作为这个小组的第二位的任务,是要为大学生提供指导,协助天文学家 and 辅助人员参与计算方案、计算机系统组合和观测仪器的设计,并且及时把计算机科学和计算机工程方面的新概念应用到自己的设计中去。

目前这一小组有一名负责人和五名具有助理计算员水平的大学生。它编制了目前正在使用的一些标准程序,并正作进一步改进。

#### (vi) 利用太阳望远镜观测恒星

基特峰天文台的McMath太阳望远镜是世界最大的太阳望远镜,它的定日镜直径两米,成象镜直径1.5米,配备有大色散太阳摄谱仪,最近又制成一台高分辨真空红外富里叶转换光谱仪。该天文台现已利用这些设备在夜间作亮星光谱观测,主要研究晚型巨星(如 $\alpha$  Ori)的延伸大气结构和红外辐射。

#### (vii) 配备专业维修人员

美国各大天文台的望远镜和附属仪器,大部分都要接待外单位来访的天文学家使用,日程安排很紧,使用人员很多,而且多是初次使用的新手。在这种情况下,为了保证仪器设备长期处于正常的良好的工作状态,各天文台都配备有数量不多的电子、光学、计算机、机械等方面的工程技术人员和工人,长期住在台上,主要从事于设备的管理、维护、修理,同时

也做一些小型仪器配件的加工和改进工作。在McDonald天文台，这类人员不到二十人（包括司机、后勤在内），Palomar山天文台和Lick天文台的仪器维修人员各约十余人，它们和家属是山上的唯一常住人员，而天文工作者只到山上作短期停留（一般不超过十天），取得观测资料后即离去。

## 2. 现有望远镜的附属观测仪器

在考察过程中，我们看到了许多附属观测仪器，如经典的卡焦和折轴焦点摄谱仪、单通道和多通道光电光度计，各种类型的象管、象管接收器，普通光电光谱扫描仪，数字面积光度计，电子照相机等。由于考察时间的限制，日程安排紧，我们实际上并没有看到各个望远镜的全部附属仪器，看到的这一部分，大多数也来不及详细了解其技术特点。但从这次考察中，却可看出美国在附属观测仪器方面的几个发展动向。

### (i) 工作重点逐渐移到卡塞格林焦点

二十世纪前五十年，大望远镜上的主要工作是在折轴焦点进行亮星的高色散光谱观测，这对解决恒星大气物理的一系列重大问题起了很大的作用。暗天体的观测，大多数在主焦点进行，因为主焦点光力强，有利于暗天体的直接照相，而暗天体的光谱观测，只能用小色散的小摄谱仪，这样的摄谱仪能很方便地安装在主焦点。由于这些原因，例如Palomar山的五米望远镜，在十多年前，全部工作都是在主焦点和折轴焦点完成的。近二十年来，卡塞格林焦点日益受到重视，在许多大望远镜上，它已成为最主要的工作系统。我们考察中见到的几台大望远镜，都体现了这一趋势。例如，McDonald天文台的2.7米望远镜，前一阶级为了进行与宇航局签订合同中规定必须保证的行星高色散光谱观测，主要力量用于发展折轴光谱仪，但考虑到卡焦的发展前景，在望远镜设计中一共设置了四个卡焦工作点，至少可同时安装四台卡焦观测仪器。目前已完成的一台数字面积光度计，对星关、星云、星团和BL Lac天体等进行了成功的多色测光；一年半以后将建成一台重达三吨的大卡焦摄谱仪，除用底片拍光谱外，还将用具有3000个单元的二极管阵作接收元件，可对22等星作色散50—400 Å/毫米的光谱扫描。基特峰天文台2.13米望远镜，根本没有设置主焦点，主要观测时间分配给卡焦作分光、测光和照相，而其大折轴摄谱仪目前基本上是利用辅助望远镜。1973年建成的基特峰天文台4米望远镜，折轴焦点目前仅一台用于红外波段的行程10厘米的富里叶转换光谱仪，并将再建一台行程1米的同类仪器，但无制造大色散摄谱仪的计划，而在卡焦，除直接照相机、光度计等较小仪器外，还有一台大型阶梯光栅摄谱仪，可用底片和各种象管接收器，是目前该望远镜最主要的观测仪器。Steward天文台2.3米望远镜自建成以来，折轴焦点从未使用，卡焦则拥有大小仪器五台以上。Palomar山天文台五米望远镜卡焦工作也日渐增多。Lick天文台3米望远镜卡焦摄谱仪上面的象管—析象扫描仪，目前已占该望远镜全部观测时间的一半以上。卡焦工作日渐重要的原因，我们认为主要有三点。首先，望远镜光学系统的设计和加工，近二十年来取得很大的进步。新制造的望远镜一般都采用焦比 $f/7$ 到 $f/9$ 的R-C系统，这种系统在不加改正镜时已具有足够大的良好视场，使在卡焦作单个暗星观测时能实现偏置导星。R-C系统加改正镜，视场可扩大到 $1^\circ$ 以上，如Hale天文台新建成装于南美智利的一台2.5米望远镜，其卡焦照相视场达 $2^\circ$ 。这就克服了抛物面系统视场小不适于大面积照相的缺点，使许多直接照相工作由主焦移向卡焦。其次，阶梯光栅制作技术的进步，使得原来只能在折轴焦点获得的高色散宽波段光谱，也能用较小的卡焦摄谱仪得到，而卡焦由于反射镜少，失光少，故通光效率较高。最后近二十年来，天体物理研究兴趣逐渐由恒星移向

河外星系、类星体等，这些天体都十分暗，分光观测一般只用低色散式中等色散，这用卡焦摄谱仪就足够了。

#### (ii) 照相底片在很大程度上被其他接收器所代替

我们在考察中感到印象颇深的一点，是照相底片中的使用虽然仍很普遍，但其他接收器特别是各种象管的重要性则大为提高，在许多望远镜上，照相底片显然已降居次要地位。McDonald 天文台 2.7 米望远镜，有着设备完善、性能优异的水平式折轴摄谱仪<sup>(1)</sup>，用两个照相机，三块普通光栅和一块阶梯光栅互相组合，可得到  $16-1 \text{ \AA}/\text{毫米}$  的色散度。但在目前，仅在该摄谱仪建成七年后的今天，用底片拍光谱的观测，一年只有一到两次，直径 1 米和 1.5 米左右的两个照相机几乎闲置不用。过去几年大部分工作是一台用光电倍增管作接收元件的光谱扫描仪进行的。若用准直镜兼作成象镜，把阶梯光栅用于二次通过方式，色散度可提高到  $0.05 \text{ \AA}/\text{毫米}$ 。1975 年又制成了一台自扫描数字象管光谱扫描仪，它用自扫描硅光电二极管阵 (Self-Scanned Silicon Photodiode Array) 作为光电变象管的电子轰击靶，每个二极管相当于一个通道，其输出脉冲的电荷正比于它所接收到的电子数，也就是正比于象管阴极上的光强。这台扫描仪曾经承担了十几种观测项目。Palomar 山天文台的五米望远镜、Wilson 山天文台的 2.5 米望远镜，在折轴焦点都安装有其他观测仪器，如测视向速度的光电视向速度仪，测磁场的磁象仪，测谱线轮廓的法布里-珀罗干涉仪等，它们都把原折轴摄谱仪作为前置色散系统或前置单色仪而加以利用。在整个访美期间，虽然看到了六台折轴摄谱仪，但只有基特峰天文台 2.13 米望远镜的折轴摄谱仪在用底片拍恒星光谱。

照相底片是否过时的问题，美国天文界的看法并不一致。McDonald 天文台的天文学家，如 Smith 和 Tull 等，认为基本上过时，他们强调照相底片的量子效率低，对幅射的反应是非线性的，测量精度不高等缺点，因而大力发展光电倍增管、光电变象管、硅二极管阵和电子照相机等线性接收器的天文应用。基特峰天文台台长 Goldberg 基本上也持这种观点，故在 4 米望远镜折轴焦点仅使用了富里叶光谱仪而无建造大型经典摄谱仪的计划。但其他一些天文台的天文学家，如 Steward 天文台台长 Strittmatter、Wilson 山天文台的 Arp 和 Lick 天文台的 Wampler 等，虽则承认照相底片有上述缺点，但也重视其优点。他们认为，照相底片与其他接收器相比，分辨率较高，接收面积较大，背景比较均匀，信息量较大。这些优点在短期内看来还难以被其他接收器赶上。因此，在大面积照相、宽波段光谱记录等方面，照相底片仍然被广泛使用着。

#### (iii) 实现观测仪器的远距离控制

前面谈到，用小型计算机控制望远镜和获取数据，在美国各天文台已很普遍。由于望远镜的几乎每个工作点都配备有小型计算机，因而每一台新的附属观测仪器，如一架摄谱仪或一台光度计等，基本上都围绕着小型计算机而设计成既能自动控制、又能手动操作。计算机及外围设备，在美国已商品化，天文台的任务是要根据买来的计算机及外围设备的能力，结合观测仪器的操作要求，设计和制作适当的接口，将望远镜和附属仪器与计算机联结起来。在最理想的情况下，观测者只要在控制室内，用电传打字机将所需望远镜的位置、附属仪器各操作部件的状况的指令，输入计算机，由计算按程序自动控制。仪器的工作状态，则由控制室电子设备上的一系列指示来表示。磁带机一般有两个，一个用于储存程序，一个用于储存观测数据。示波器用于监视观测过程（如测光、光谱扫描的积分过程），X-Y 仪则可把处理结果以图表形式显示在屏幕上，使观测者能及时了解。图表仪则可把结果绘印在纸上，供观测后的进一步分析。为了能够监视观测对象在望远镜视场中的情况，可在望远镜上或附属

观测仪器上加装电视摄像管，观测对象及其附近星场可显示在控制室内的电视屏幕上。在美国用于导星目的的电视摄像管多系以硅二极管阵作增强靶的，可以显现出十分暗的星。

作为例子，我们简单介绍一下Lick天文台3米望远镜卡焦摄谱仪。这是一台普通平面光栅摄谱仪，装在经典卡焦的一个旋转接头上。整个摄谱仪重1500磅，连旋转接头共重3000磅，摄谱仪可绕光轴旋转。一块45°平面镜将光线射入旁边用于监视星场的电视摄像管。摄像管直径40毫米，可在视场内移动，显示暗星到22米。

计算机除控制望远镜外，还可完成摄谱仪的下列操作：整个仪器绕光轴的转动，狭缝宽度和高度的安置，各种滤光片的选择，准直镜调焦，光栅的更换和角度安置，比较光源的选择和激发，快门控制，根据工作波段选择所需照相机，根据观测者规定的积分时间及时取得数据并存入磁带。

上述各项操作，也可不用预计算机。这时观测者通过另一套电子控制系统，用开关选择控制项目，用按键输入所需数据，然后用执行按钮完成操作。

摄谱仪上还配备有必要的手动纵作机构，当电子控制系统失灵时，观测者可乘一简单观测梯去完成操作。

采用这套自动的或远距离控制系统和电视导星之后，不但大大减轻了观测者劳动强度，加快了观测过程，节约了望远镜时间，而且可以取消诸如主焦和卡焦的笨重观测梯等圆顶内辅助设备。

在六十年代，美国基特峰天文台曾报导过一台1.3米自动测光望远镜，它的全部操作，包括天窗启闭，圆顶运动，望远镜寻星导星，光度计光栏孔径和滤光片选择以及时间记录等，完全由计算机根据近六十哩外的Tucson市的工作者发来的指令，进行自动控制。观测完毕之后，计算机还会把望远镜恢复到非工作位置，并关掉天窗。在观测进行过程中若天气转阴或下雨，计算机也能自动把天窗关上，以免望远镜受损。这次访美时，我们参观了这台望远镜，它现在已不是全自动的，而是与别的望远镜一样，由两人当场操作。据称，当时把1.3米镜做成全自动的，是为了替人造卫星上的望远镜控制取得经验。现在这一任务已完成，而天文学家则感到，进行地面观测，完全无人操作似无必要，因为仪器设备难免在观测过程中发生故障，有人在，则修理可以及时。

#### (iv) 象管的应用

1950年，天文学家Hiltner首次向RCA公司提出为天文观测制作兼有光电倍增管定量测光能力和照相底片全景接收特性的象管。二十多年后的今天，象管在天文上的应用已十分普遍，几乎每一种观测项目都已用上了象管，而象管的种类已达数十种之多，它们所占望远镜观测时间的比例有很大增加。例如，基特峰的观测日记表明，1972年10日至12月，2.3米望远镜(steward天文台)使用象管的时间占该镜全部观测时间的26%，而在2.13米望远镜(国立天文台)上则占45%。又如，在McDonald天文台2.7米望远镜上，仅仅一台自扫描数字象管光谱仪在1975年11月至1976年7月的九个月内，占用该镜全部时间的25%，在8月至10月，则有57%的晴夜安排了使用该象管仪器的观测项目。

关于象管的类型和性能，已有专著和评论作了介绍<sup>(2,3,4)</sup>。这里我们只把本次考察中看到的三种不同类型的象管仪器，作一简单描述。

#### (1) 使用固体硅二极管阵的仪器

固体硅光电二极管，因其高量子效率和对可见光及红外光的线性反应，已在天文观测中开始成为光电倍增管的重要竞争者。近年来，由于大规模集成电路工艺的改进，已制成了带

有积分读出电路的一维和二维二极管阵。这些器件包括自扫描光电二极管阵 (Self-Scanned Photodiode Array), 电荷偶联器件 (Charge Coupled Device-CCD) 和电荷注入器件 (Charge Injection Device-CID) 等形式, 在很多观测项目中开始代替电视摄像管。

在这些硅二极管阵中, 自扫描二极管阵是最新的一种。在美国, 加利福尼亚州 Sunnyvale 的 Reticon 公司是目前提供商用自扫描二极管阵的唯一厂家, 其产品有一维和二维的<sup>[5]</sup>。一维二极管阵 (线扫描) 所含二极管数目有 64、128、256、384、512、786、936、1024、1728 和 1872 等, 管与管中心间距为  $15\mu$ — $50.8\mu$ , 每个二极管长度 (即阵的感光面积宽度) 从  $16\mu$ — $750\mu$ 。二维自扫描二极管阵都是正方形, 现有两个标准系列。第一系列有两种规格, 一种含  $32 \times 32$  共 1024 个二极管, 一种含  $50 \times 50$  共 2500 个二极管, 两种阵的二极管中心间距为  $101.6\mu$ 。第二系列是含有  $100 \times 100$  共 10000 个二极管的正方形, 管心间距  $60\mu$ 。

1973 年, Livingston 在其关于象管的评论中<sup>[3]</sup>曾把自扫描光电二极管阵的天文应用列为处于试验阶段的项目。近三年来, 天文应用已取得很大进展, 许多天文台已把自扫描二极管阵用于恒星光谱、太阳光谱、底片测量、太阳磁场测量、星系面亮度测量、偏振测量、望远镜自动导星等。这方面的概况可参阅 R、G、Tull 的评论<sup>[6]</sup>。

下面介绍 McDonald 天文台应用自扫描光电二极管阵于恒星光谱观测的两个例子。

第一个非永久性实验装置是 1973 年制成的一架低色散摄谱仪<sup>[7]</sup>, 安装在 91 厘米望远镜上作恒星光谱能量分布观测。图 IB. 5 是该摄谱仪的光路图, 光栅是 Baush & Lomb 公司产品, 刻线面积  $30 \times 32$  毫米, 200 线/毫米, 约 75% 能量集中于第一级光谱, 闪耀波长  $7200\text{\AA}$ 。照相机透镜  $f/1.8$ , 焦距 55 毫米, 倒线色散  $820\text{\AA}/\text{毫米}$ 。固定的光谱范围是  $4300\text{\AA}$  到  $9600\text{\AA}$  的一级光谱, 用一块 Wratten 25 胶体滤光片盖住二极管阵的红半部以除去重叠的二级光谱。

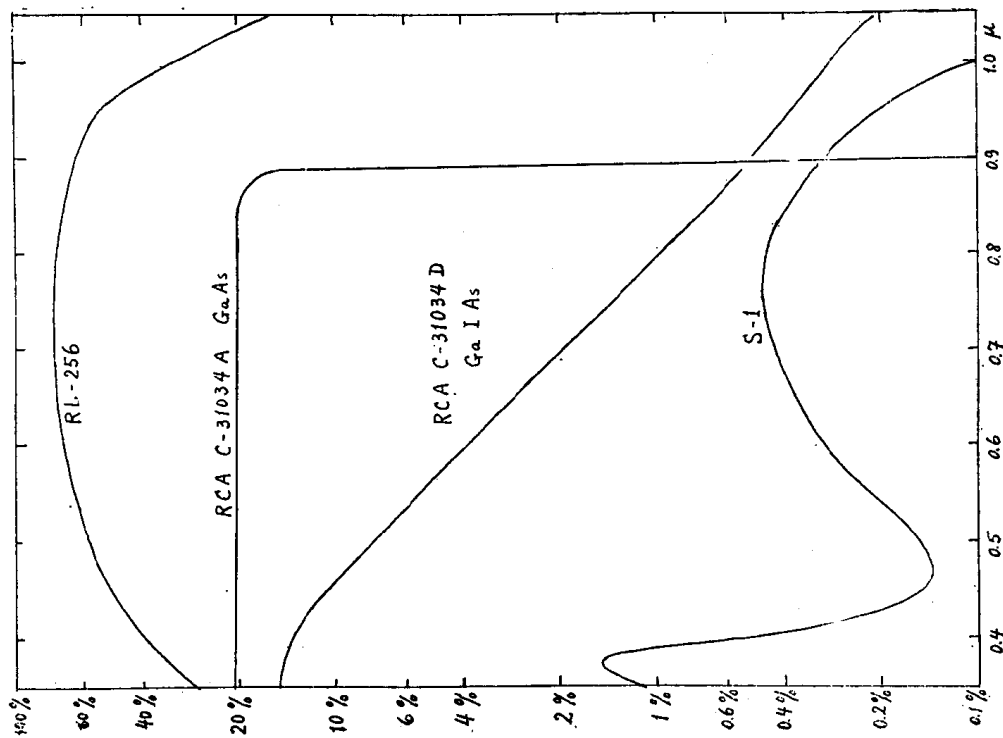
光栅室装在轴承上, 并由步进马达和蜗轮蜗杆在计算机控制下沿垂直于色散方向驱劲。两个并列的入射光缝分别形成星光谱和天光光谱, 计算机则交替地将两个光谱投至接收器, 以便减去背景和读数噪音中的常数部分。

接收器是置于照相焦面上作光子接收的 Reticon 公司 RL-256A/17 一维光电二极管阵, 其量子效率比光电倍增管高得多。在图 IB. 6 上画出了 RL-256 阵与几种光电倍增管量子效率的比较。在红区, 其峰值几达 80%, 而在红外区的优点则更为突出。

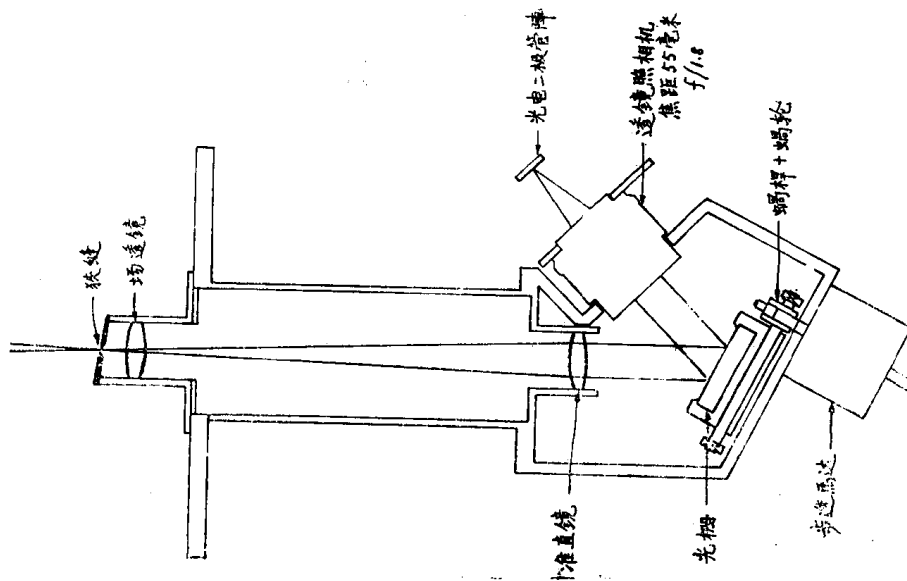
这个阵有 256 个二极管, 管心距为  $25\mu$  (工作区  $15\mu$ , 盲区  $10\mu$ )。标准的 Reticon 阵宽度是  $25\mu$ , 由于大气湍流影响、星象跳变和摄谱仪象差, 恒星光谱象的宽度常大于  $25\mu$ ; 而且, 仪器调整常不易使光谱正好平行于二极管阵, 这就使得  $25\mu$  宽的阵不适用于恒星光谱观测, 因而选用改进型的  $430\mu$  宽的阵。

自扫描光电二极管阵是用制造集成电路的标准扩散技术在一块硅片上形成的, 在同一块硅片上, 与每个二极管联结有一个内电容和一个场效应晶体管开关, 另外还形成两个 128 位移寄存器和两条视频输出线。硅片装在有十六根引线的集成电路盒内, 有一个盖住二极管阵的磨平抛光石英窗。工作时, 二极管的内电容通过加偏压充电至 5 伏。曝光时, 因吸收光子和热效应而产生的电子-空穴对使二极管放电, 放电速率与光子流量和暗电流成正比。经过一定积分时间后, 依次闭合场效应晶体管开关, 通过视频输出线而使二极管再次充电, 再充电脉冲所载的电荷正比于累积的光流量。输出脉冲是在时钟驱动的位移寄存器控制下依次从光电二极管取出的, 取样速率可达 10 兆赫。这种二极管阵实际上是一种数字化的一维扫描电视摄像管 (因此把输出线称为视频输出线)。

图 IB. 7 是该光谱仪电子控制系统的方框图。光谱象落在二极管阵上, 在“曝光时间”



图IB.6 二极管RL-256与几种光电倍增管灵敏度的比较



图IB.5 McDonald天文台低色散自扫描光谱仪光路图

内被二极管积分，然后在NOVA计算机控制下以高速读出。在每一次积分周期终了时，猝发出266个时钟脉冲。最先两个脉冲用于“唤醒”RD-4启动器，它使四相时钟信号与接收器基片发生电容耦合。启动脉冲由第三个时钟脉冲触发，它与随后的三个脉冲一起在位移寄存器中建立代码“1”以开始二极管读出过程。其后的256个时钟脉冲的每一个使电荷脉冲输出至放大器，每个输出脉冲的幅度代表着对应光电二极管自上次读出结束以来已经放出的电荷量，这一过程使二极管再充电以供下一次积分。最后四个“虚”时钟脉冲是用来把四个代码“1”改变为零，使最后四个二极管起作用。电荷脉冲幅度转变成8 毕特数据，用计算机程序读出。电子控制系统十分简单，但具有计算机程序所要求的一切操作功能，计算机则发出所需时钟脉冲系列、累积光谱象、把它显示在示波器上，以及向步进马达发出控制信号以交替换“星”和“天”。步进马达控制光栅位置，以便把星光谱和天光谱投射至二极管阵上，换一次光谱需十三步，计28毫秒。

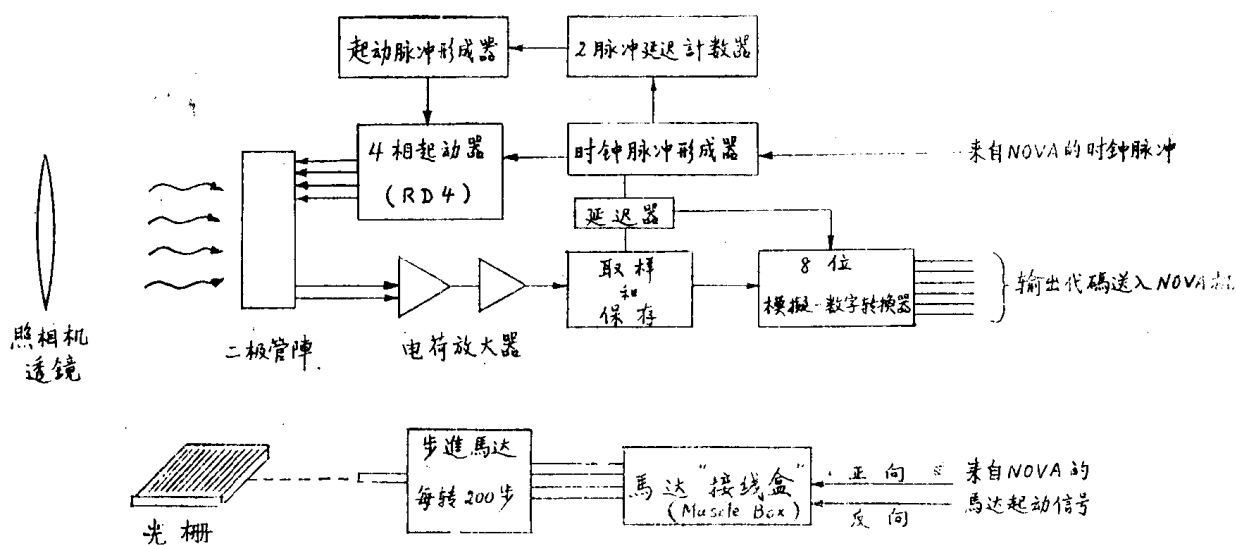


图1B.7 McDoald天文台低色散自扫描光谱仪控制系统方框图

程序的基本输入回路是关键部分，因为整个照相机同步系统是由它的输入来控制的。单个输入指令用来写入八毕特代码和产生时钟脉冲以推进至下一个二极管。当照相机电子系统正在作电荷脉冲放大和数字化处理时（八毕特代码为4微秒），输入回路则选择刚被写入的二极管所对应的存储地址、加入新的值、检查16毕特代码是否溢出、必要时增加第二个（16毕特）代码、计算当时所得到的读出次数和回路数（如果没有完毕的话）。在NOVA1200机上，这一过程要18.9微秒，从而256个二极管全部读出一次略超过5毫秒。硬件部分通过数据通道应对每个二极管在5.4微秒内完成同样的运算。

程序的其余部分是输入控制数据（积分时间、对星或天的延续时间）、控制光栅、显示数据和输出数据。如果天光可忽略，则通过开关选择可只作单通道操作。但经验表明，进行减法的双通道操作不仅可除去天光，更重要的是可消掉开关噪音和暗电荷噪音。

示波器显示出总共512个数据点，因而可以在一半屏幕上显示出恒星光谱的积分，另一半则显示天光谱的积分。另外，其中任一光谱可与两者之差同时显示。屏幕上还可显示一个“程序钟”，它指示世界时的时、分、秒。二极管积分时间和星一天延续时间的值（以毫秒



表示)也可在示波器上显示。这些值可以通过面板上的开关重新置入和改变。

实验室检验表明,不同二极管在室温下的漏电荷和暗电荷的差别是“噪音”的主要来源。减去同一积分时间的暗电荷可大大除去此效应,因为二极管的这些差异能很好再现。二极管灵敏度的差异则是不大的。这些结果说明,除观测最亮星外,必须对接收器进行冷却。方法是:用液氮蒸发法冷却二极管阵室,用一个加热器围住照相机、摄谱仪等,以防被冷却至同一温度。在最初实验中,这些热动力措施并未严格控制,因此这些初步结果不能严格看成是对同一温度而言的。然而,冷却的效果是显著的。在约20℃时,0.25秒内漏电荷和暗电荷积累可达器件饱和电荷的10%,在-60℃时,作相同积累所需时间延长到约30分钟,即增至7200倍。因此,估计在-75℃时积分时间可达4—8小时,这对大多数实际观测项目是足够了。

如果全部电荷在二极管上积累并只读出一次,则可得到最高的信噪比。每读出一次,在结果中会引入开关噪音和放大器噪音,它与读出次数的平方根成正比。这一噪音可以减小或部分排除,但不能从器件上全部消去。由此看来,在观测过程中应该使读出的次数合理,因而使联机显示的重要性降低。

最初的天文观测是在91厘米望远镜上进行的,主要是考验自扫描光电二极管阵作为恒星光谱能量分布测量手段的潜力,没有采取特殊措施减低放大器和其他系统的噪音。放大器是Reticon公司推荐的为视频速率和高光强测量设计的,有较大的噪音。但观测结果还是十分令人鼓舞的。

图IB.8.给出了狮子座 $\beta$ 星( $2^m.1$ , A3V)的能量分布曲线,总曝光时间(两个光缝一起)为90秒。地球大气氧的“A”吸收带和H $\alpha$ 、H $\beta$ 、H $\gamma$ 均在图上标明。

图IB.9是土星和光环的光谱能量分布,总曝光时间分别为7分4秒(土星)和13分40秒(光环)。观测时未加冷却。可以清楚看出,在光环光谱中没有土星光谱中由大气产生的吸收特征。

图IB.10是狮子座72号星( $4^m.6$ , gM2)光谱能量分布,总积分时间3分,二极管阵被冷却至-20℃—-40℃。H $\alpha$ 两边的分子吸收带使能量分布显得起伏很大。

图IB.11是用此仪器观测的最冷星R Hya( $5^m.0$ , M7e),总曝光时间2分,二极管被冷却。这是一颗变星,在1973年4月28日作上述观测时,没有独立地进行亮度测量。

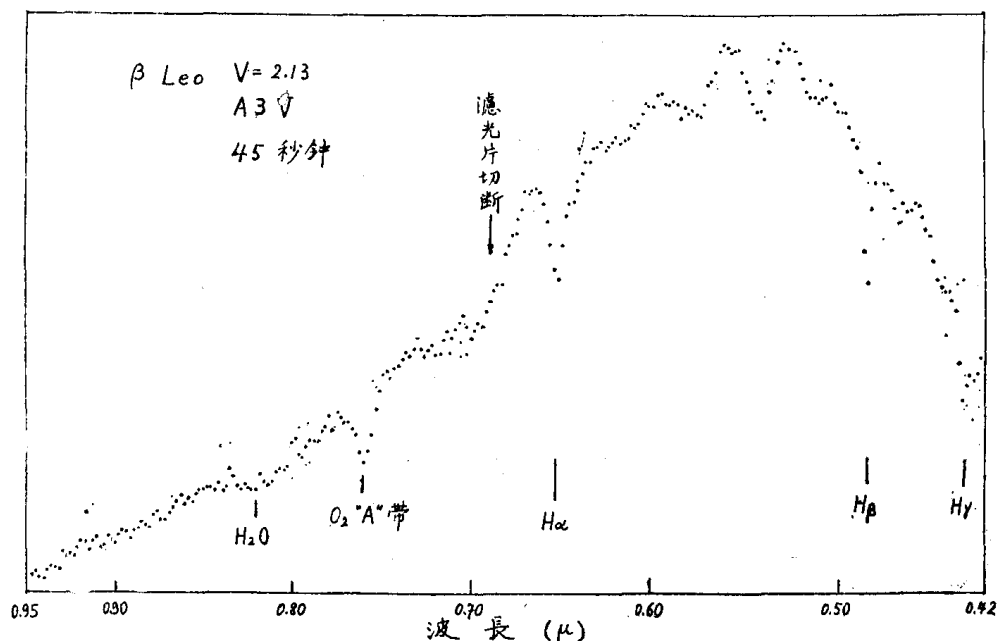
上述各例给出的是(星+天)-(天)的差值,未作二极管分光灵敏度和不均匀性的改正。显然,作此改正后,结果将会改善。

由这些结果,可得下述结论:自扫描二极管作为天文接收器,若要得到较好结果,必须冷却。由于它具有高量子效率(特别在近红外区),控制操作的电子硬件相对简单,使其可代替普通单通道扫描仪。由观测结果估计,它相对于用S-1光电管的单通道扫描仪的速率增益约为100。在91厘米望远镜上,用前面描述的仪器积分2小时,可得12.5等冷星光谱能量分布曲线,精度达1%(信噪比100)。若设法改善放大器噪音特性,结果将会更好。

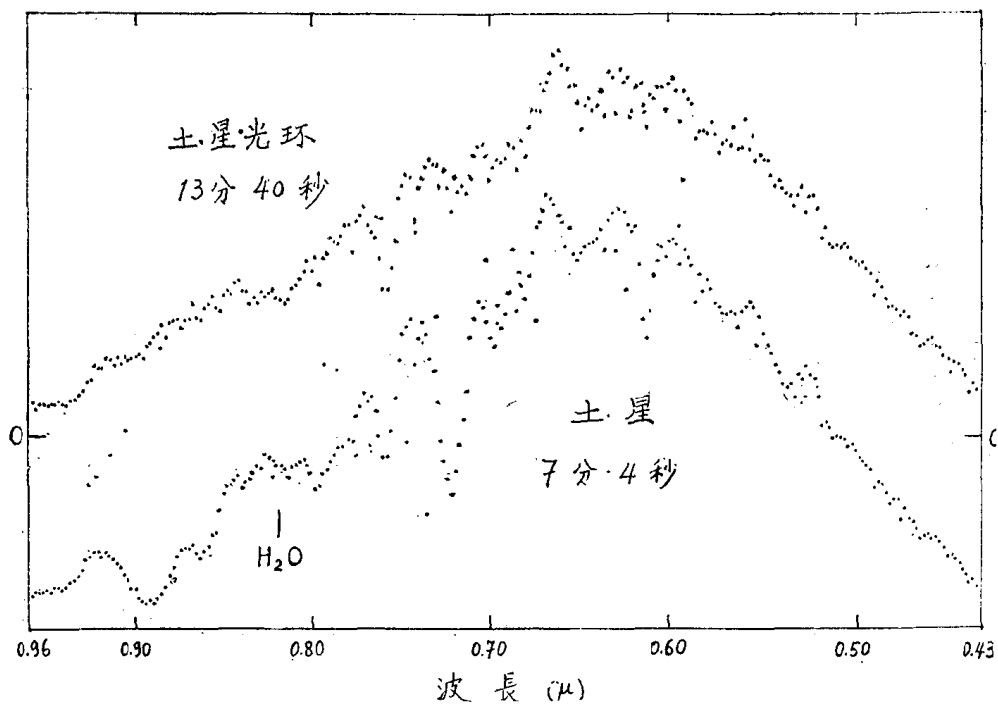
McDonald天文台除把自扫描二极管阵用作光子接收器外,还与加利福尼亚州圣地亚哥市的Electronic Vision公司合作,把它作为光电子靶,1975年制成了自扫描数字象管<sup>[8]</sup>。自扫描数字象管(Self-Scanned Digicon)与以前制作的数字象管<sup>[9]</sup>不同之处,在于后者的二极管阵中的每一个二极管与一个外部前置放大器相联结,采用并行输出方式,因此,当二极管数量增加时,外部电路变得十分复杂,限制了这种数字象管的进一步发展。已制成的数字象管最多含有212个二极管,500通道数字象管已有人在考虑。自扫描数字象管的概念就

是为了克服通道数目受到限制的困难而发展起来的。原则上讲，只要计算机容量允许，自扫描数字象管的靶子可以含有任意数目的二极管。

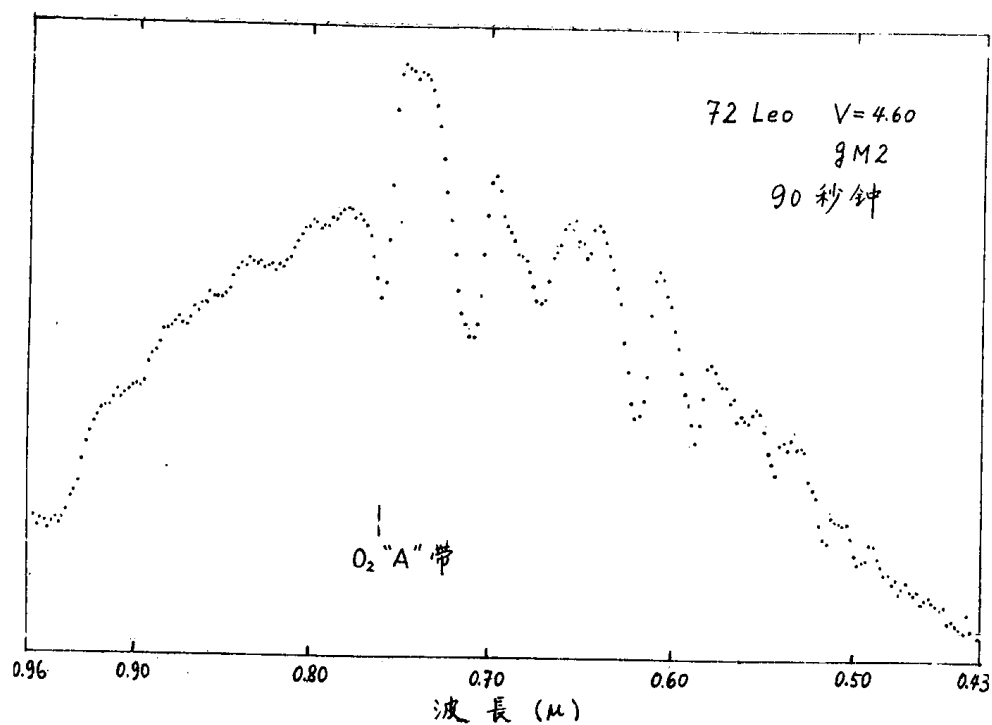
McDonald天文台第一个自扫描数字象管及其控制系统在1974年12月装在2.7米折轴摄谱仪上作高色散分光观测。二极管阵是有1024个二极管的RL-1024B/24线性阵。图IB.12是自扫描数字象管结构示意图。双碱阴极发出的光电子被加速到30Kev，用磁场聚焦到长26



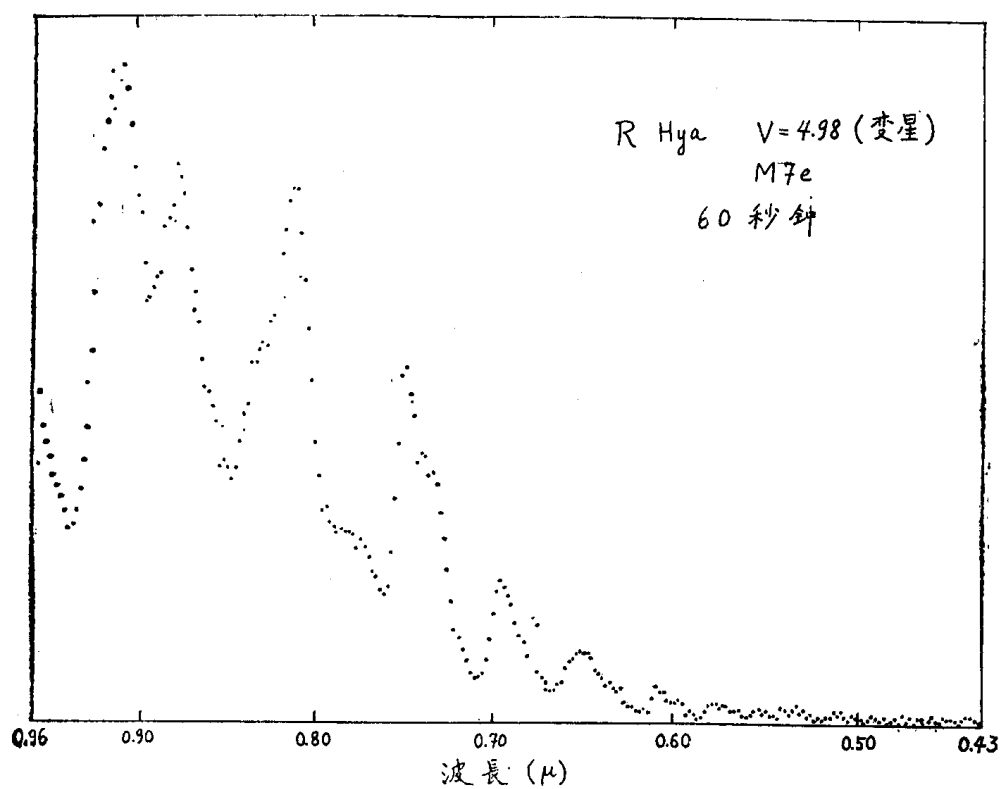
图IB.8 狮子座 $\beta$ 星光谱能量分布



图IB.9 土星及其光环的光谱能量分布



图IB. 10 狮子座72号星的光谱能量分布

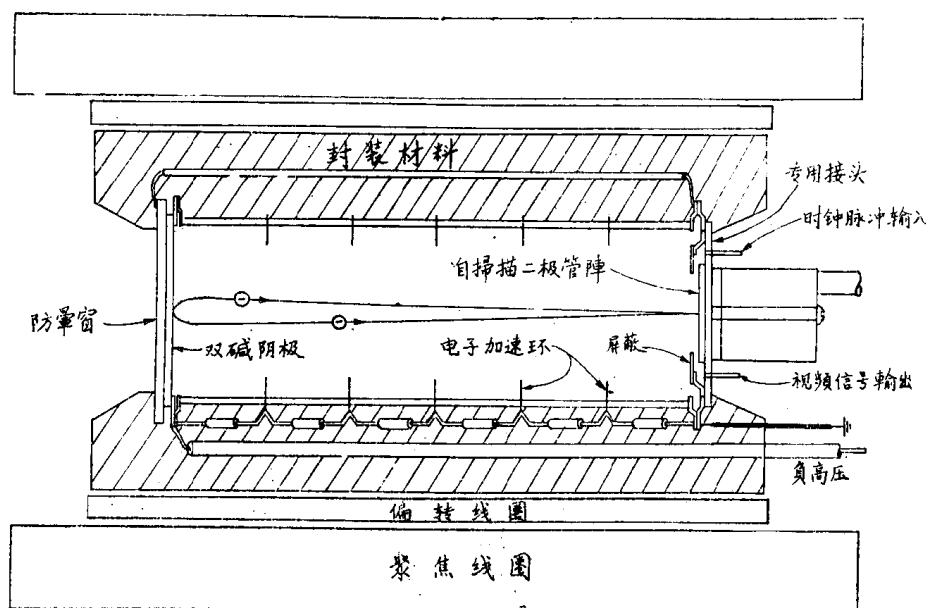


图IB. 11 长蛇座R的光谱能量分布

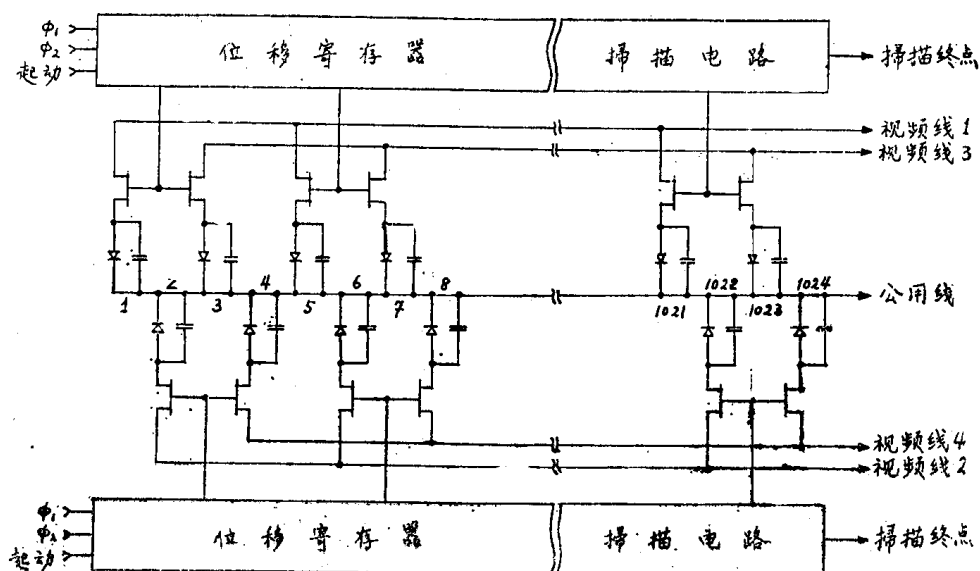
毫米、宽0.6毫米的二极管阵上。二极管每吸收入射电子的3.66eV的能量，就产生一个电子-空穴，光电子增益已达到5000。

RL-1024B/24二极管阵工作原理与前面介绍的RL-256A/17一样，但比后者多两根视频输出线。图IB. 13是该二极管阵硅片上电路的简化示意图。

Reticon公司为RL-1024B/24二极管阵制造了专用接头。它是一个多层陶瓷板，有一个金属模板和十三根引线供与外电路联结。硅片是Reticon公司用低共熔金硅焊料在370°C—400°C的温度下结合到接头上去的，然后用匹配铜环将接头与标准数字象管管体冷焊在一起。之后，管体和几个石英窗板被送入Electronic Vision公司遥控阴极处理室去抽真空、烘烤和制备阴极。制备在窗板上的阴极仔细地安放在管体上，并用铜冷焊法与后者结合。整个管子连同加速分压器和磨平防晕窗则封装入一个黑塑料橡胶容器内。



图IB. 12 自扫描数字象管结构示意图



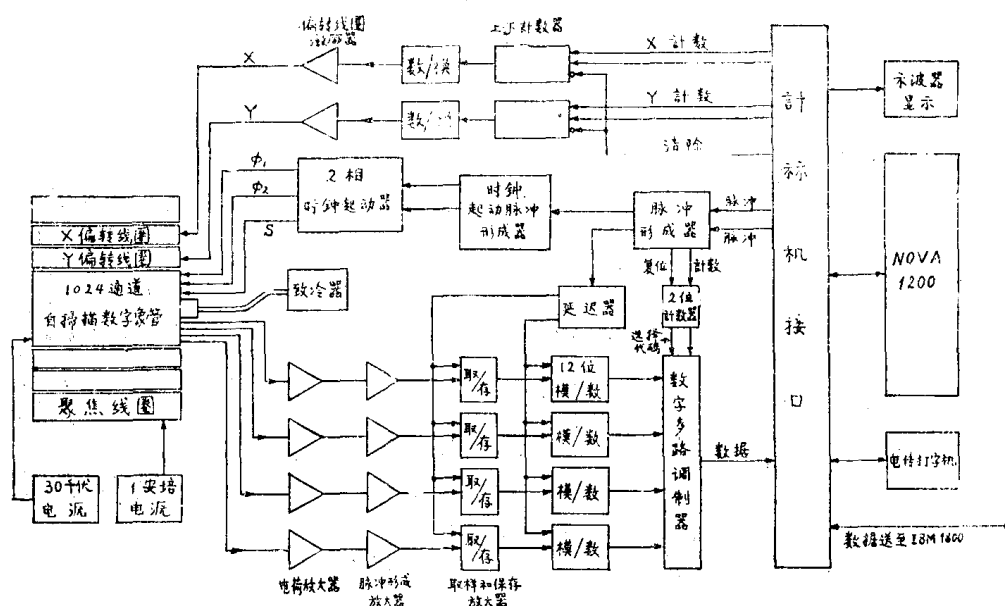
图IB. 13 自扫描硅二极管阵内部电路示意图

图IB.14 是总体控制和数据处理方框图。象管由有16384个16毕特磁芯的 NOVA1200 小型计算机控制。计算机产生的时钟脉冲驱动二极管阵的位移寄存器，并接收来自二极管阵的数字资料。数据在读出时存入磁芯存储器，然后根据接收器是测“星”或测“天”而把它们加进两个矩阵（matrix）内，二者之差由计算机求出后，存入另一矩阵内。磁芯中附加的显示转换器用于储存换算过的数据供示波器的实时显示。一次观测完毕后，数据通过高速串行传输线送往天文台的IBM1800计算机暂时存入磁盘以便以后进一步处理和绘图。IBM1800将数据制成穿孔卡片送至得克萨斯大学计算中心，在CDC6400—6600计算机上进一步处理。

控制系统的大部分（前置放大器、放大器、数据处理硬件、计算机、电源等）都是现成的商品，计算机接口则是McDonald天文台的标准设计<sup>[10]</sup>。Y方向的偏转线圈用于星和天的互换，X方向的偏转线圈则是为了光谱的细微扫描以增加分辨率和消除因取样不足而造成空缺，但实际上X偏转线圈没有使用。

实验室检验表明，光电子增益为加速电势的线性函数；二极管表面 $1\mu$ 厚 $SiO_2$ 保护膜 的穿透造成11KeV的损失；在二极管阵的大约4数量级动态范围内，反应是线性的；在定标的可见误差 $\sigma = 1.15 \sqrt{n}$ （ $n$ 为产生输出信号的光电子数）的范围内，数字化模拟信号仅由光电子发射噪音所限制，目前，信号仅由发射噪音限制的范围，已伸展至低端的1光电子/1二极管和高端的 $>10^6$ 光电子/1二极管；噪音水平在信号大于 $10^6$ 光电子时可达到信号值的0.1%；影象延迟为零或很小；由于外电路再充电时间常数的存在；可能出现达前帧影象1%的残象；在脉冲高度谱中，零电子和1个电子的峰值间隔为 $23 \pm 1$ 模数转换单位，相当于 $5000 \pm 200$ 电子，故在30Kev时的电子增益为5000；分辨率看来是由二极管尺寸和间距，而不是由电子象和阴极所限制。

固定部分噪音包括：①位移寄存器时钟脉冲与输出线之间电容耦合引起的开关瞬时分量；②二极管热致漏电引起的脉冲；③不同二极管之间增益和灵敏度的差异。当信号脉冲大于开关瞬时脉冲时，振幅是相加的，开关脉冲可有效地从星光谱和天光谱之差中消去。将二极管阵冷却至 $-80^\circ C$ 可排除热致漏电。二极管之间增益和灵敏度的差异则用一个以望远镜焦比



图IB.14 1024通道自扫描数字象管控制系统方框图

f/33的光束照射摄谱仪的石英碘灯作均场曝光来改正。

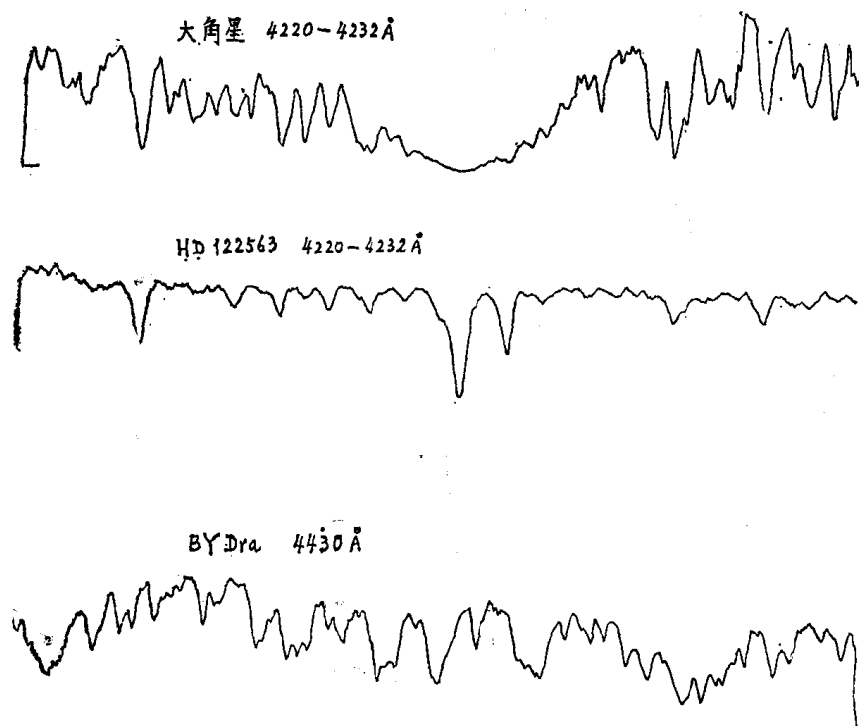
这个自扫描数字象管装在2.7米望远镜折轴焦点原扫描仪支架上作高色散分光光度测量。它利用摄谱仪准直镜、光栅等构成Littrow装置。原扫描仪的“摇摆镜”可由计算机控制转动以把25毫米长的光谱投射到二极管阵上，需要观测的光谱波段用计算机控制的光栅台旋转来选择，更换光栅（共三块）和阶梯光栅（一块）可得到各种色散度。

从1974年12月到1976月7月，这一自扫描数字象管共用于十九个不同观测项目，包括测定星际物质和晚型星中 $^{12}\text{C}$ 和 $^{13}\text{C}$ 的含量比，食变星视向速度等。图IB.15是1975年2月的观测结果，大角星（K2III<sub>p</sub>， $V=-0.06$ ， $B-V=1.24$ ），HD122563（ $V=6.20$ ， $B-V=0.90$ ）所用色散度为 $0.5\text{ \AA}/\text{毫米}$ ，缝宽分别为 $100\mu$ （大角星）和 $200\mu$ （HD122563），对应的分辨率为 $0.050\text{ \AA}$ 和 $0.100\text{ \AA}$ 。HD122563的观测时间60分钟，连续谱每一分解象元的信噪比约90。耀星天龙座BY（dMOe， $B=9.28$ ， $B-V=1.22$ ）光谱色散度为 $1\text{ \AA}/\text{毫米}$ ，分辨率 $0.15\text{ \AA}$ ，在2小时45分钟观测时间内，每一分解象元的信噪比约40。

1975年6月将自扫描数字象管和折轴扫描仪（使用RCAC31034A光电倍增管）直接比较表明，在分辨率相同，H $\gamma$ 处的光谱范围相等的情况下，自扫描数字象管约快140倍。

到1976年7月，第一个数字象管的阴极灵敏度下降，到7月底阴极已无反应，且电晕放电增强。

1976年，McDonald天文台得到了第二个自扫描数字象管，它使用S20阴极，在近紫外的量子效率极高。阴极制备在位于石英防晕窗后的派力克斯玻璃基片上。防晕窗具有86毫米曲率半径以兼作玻璃温式半实体施米特照相机的平场透镜。此象管将在2.1米望远镜正在研制中的卡焦摄谱仪上使用，它的二极管阵是双列的，每列有1024个二极管，故有2048个通道。用双列二极管阵可以同时观测暗星和天空背景。



图IB.15 用自扫描数字象管所得高色散光谱

根据第一个自扫描数字象管的使用经验,可以推算出  $2 \times 1024 = 2048$  通道的天文观测性能。图1B.16是假定总天光背景  $19^m$ 、在2.1米望远镜卡焦使用  $5 \text{ \AA}$  分辨率时最终预计的观测时间与信噪比的关系。

几年的经验表明,自扫描数字象管是一种有力的观测工具,目前看来还局限于一维二级管阵,它是光谱研究的理想接收器,但不适于作二维象接收。这是因为,现有二极管阵由于硅片较厚而必须从正面照射,这就要求屏蔽开关电路元件使不受电子轰击。目前 Reticon 公司提供的  $32 \times 32$ 、 $50 \times 50$  和  $100 \times 100$  等规格的二维阵中,在紧靠每个二极管的地方有着控制晶体管,约占50%的总面积,这样的二维阵是难以屏蔽的。因此,在作二维接收时,人们现在主要用电荷偶联器件(CCD)、电荷注入器件(CID)和硅增强靶(SIT)摄像管等。这类器件的接收器都是硅二极管阵,但不是自扫描模式。我们在美考察期间,除看到一些应用这类器件的观测仪器外,还在基特峰天文台参观了全景接收器计划实验室(Panoramic Detector Program Laboratory),

这是一间专门研究商用二极管阵天文应用的实验室,目前的研究基本上集中在上面所列的三种二维二极管阵。关于它们的原理和应用,可参阅文献<sup>[411,12,13]</sup>。

在这里,我们顺便简单介绍一下二极管阵在太阳磁象仪上的应用。基特峰天文台60厘米真空太阳望远镜的磁象仪和洛克希德天文台的磁象仪上都使用了积分二极管阵(IDA)作为辐射检测元件,与以前使用的S-11光电倍增管相比,基特峰磁象仪的磁通量检测能力提高了十五倍。详细情况可参阅文献<sup>[14,15]</sup>。

所用的二极管阵是 Reticon RL-512B/24<sup>[5,16]</sup>,光谱响应可延伸到  $1.1\mu$ ,因此可用于扫描  $\text{HeI } 0.830\mu$  的太阳单色光图。将512通道磁象仪用于1.5米McMath望远镜且扫描速率减为正常时的  $1/4$ ,就可检测小到  $5(10^{16})$  麦克斯韦的磁通量。在这种情况下得到的磁图上,就是在最宁静的太阳表面上,也布满了分立的太阳磁场。相应的强度灵敏度在  $\lambda 0.8688\mu$  为  $\Delta I/I = 3(10^{-4})$ 。磁场测量的动态范围可达2—2000高斯。

基特峰真空望远镜的象尺度为0.177毫米/角秒,描磁图时每个检测单元相应于1角秒,整个太阳要分四次描完,共需38分钟。所用资料处理机型号为Varian 620-f(16毕特)微型计算机,循环时间750毫微秒,二极管读数率选为  $2.5(10^5)$  赫,所用模—数转换器的精度为12毕特。由于这个读数率超过了620-f的适宜的转换能力,因此还需用一个外部缓冲存储器。最后磁图记录在磁带上。每张太阳磁图约需一盘磁带。

## (2) 象管—析象扫描仪

象管—析象扫描仪(Image Tube-Image Dissector Scanner)是Lick天文台的Robinson和Wampler<sup>[17,18]</sup>首先研制成功并应用于天文观测的。在Lick天文台60厘米和3米望远镜卡焦摄谱仪上,各装有一台这样的仪器,并成功地获得了星系、类星体和恒星的光谱。在这一仪器中,用一个析象管对象管的输出荧光屏进行扫描,象管的荧光屏供作短时间影象储

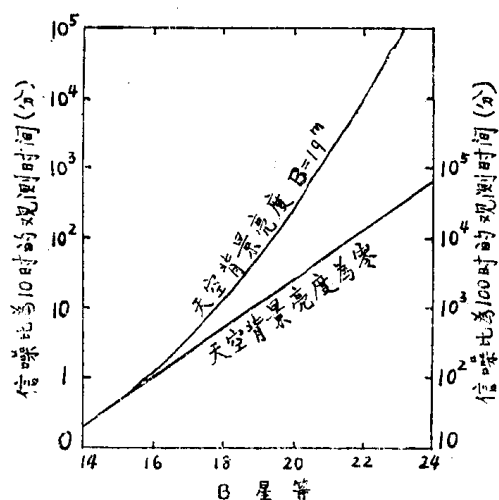


图1B.16 用2.1米望远镜和双阵自扫描数字象管作光谱观测的预计观测时间(分辨率  $5 \text{ \AA}$ )

存元件, 仪器的接收性能接近理想的多通道光子计数器的性能。这台仪器的接收器部分由三个用光纤板结合的Ver08605象管和一个扫描用的析象管构成。摄谱仪有两个狭缝, 分别用于天体光谱和天光光谱。光谱象聚焦在第一象管的阴极上, 经三级放大约 $10^5$ 倍, 最后在第三个象管的荧光屏上输出。P-20荧光屏光发射的衰减时间延续许多毫秒, 实际测量表明总输出的一半出现在闪光发生后5毫秒之内, 因此, 荧光屏储存信息的时间大约为5毫秒, 这使析象管得以扫描整个荧光屏面积。析象管出射孔为 $37 \times 250\mu$ , 可得 $2 \times 2048$ 通道的光谱。

由输出荧光屏发出而由析象管接收的光子造成的脉冲触发放大分析器, 并由24毕特、4096字的循环记忆装置计算。记忆装置的每个字对应着荧光屏上的一特定点。

整台仪器由一个PDP8/1小型数字计算机控制。虽然计算机在观测开始时需要用对准扫描图样和使数据储存到磁带上, 但实际上循环记忆装置中的数据积累并不需要计算机监督。因此, 在积累数据的过程中, 计算机是空闲的, 故可作初步数据处理和显示。

实际观测表明, 象管—析象扫描仪比照相底片灵敏得多。例如, 在3米望远镜上, 用扫描仪积分30分钟, 得到了星系3C403的低色散光谱, 可有效地测定红移。由于 $3'' \times 3''$ 的入射光孔远小于星系象的直径, 达到接收器的光量相当于一颗 $17^m.5$ 的恒星。在所得光谱中,  $[O III] 4959$ 和 $5007 \text{ \AA}$ 十分明显。而用同一望远镜主焦摄谱仪, 色散 $400 \text{ \AA}/\text{毫米}$ ,  $103_a D$ 底片, 拍同一星系3C403, 曝光200分钟,  $[O III] 5007$ 线仅勉强可见。

Robinson-Wampler象管—析象扫描仪在观测时必须注意的一点是, 由于荧光屏有长时间的微弱余辉(约达原信号的千分之几), 在观测一颗 $10^m$ 星之后半小时或更长时间之内, 不能再观测 $20^m$ 天体。这就要求仔细安排观测对象的先后次序, 力求先观测暗天体, 后观测亮天体。经测表明, 由于余辉的存在, 3米望远镜观测的天体不应亮于 $10^m$ 。

象管—析象管扫描仪的分辨率决定于析象管出射缝(即测量缝)的宽度。1976年在60厘米望远镜卡焦摄谱仪上, 波长分辨率依观测对象亮度而介于 $2 \text{ \AA}$ 至 $15 \text{ \AA}$ 之间, 1977年希望提高到 $1.2-10 \text{ \AA}$ 左右。在3米望远镜折轴摄谱仪上, 1977年波长分辨率的指标为 $0.01 \text{ \AA}$ 。

McDonald天文台Rybski等人, 按照上述扫描仪的原理, 于1976年初研制了一台数字面积光度计(Digital Area Photometer-DAP), 在2.7米望远镜 $f/9$ 卡焦的极限分辨率为 $0.36$ 平方角秒, 能同时取4096个样(详见<sup>[19]</sup>)。

仪器完全由计算机遥控, 共分四个主要部分: ①望远镜接头部分, 包括供导星和寻星用的电视摄象管、滤光片转盘; ②扫描头; ③控制扫描仪和望远镜及获得数据的电子接口; ④NOVA 2/10计算机及外围设备。第①、②全部和③的一部分, 均安装在望远镜上, ③的其余部分和④则安装在控制室内。

在中等大气宁静度( $2''$ )下, 用寻星电视系统积分10秒钟, 约可看到 $21^m.5$ 的暗星。两个滤光片转盘分别带有7块和8块不同滤光片, 每个滤光片转盘均可在控制室遥控。

象管—析象扫描头安装在望远镜接头上, 与周围环境隔热、密封、并用干冰冷却。象增强器由三个静电聚焦象管经光学纤维耦合, 第一个象管(输入象管)是对紫外敏感的ITTF 4051(S-20阴极), 第二和第二象管为VERO8605/1型。扫描用的析象管为ITTF4011 RP。图1B.17是该扫描头的结构示意图。

数字面积光度计所需全部高压电源封装在一个恒温盒中并固定在望远镜上, 恒温盒中还有扫描头电路和扫描数字记忆器。一个12毕特、4096字的储存器控制每一扫描轴的寻址。偏转线圈触发电路是高速高精度调制组件商品。

在2.7米望远镜 $f/9$ 卡焦焦面上, 任一边长为 $2'$ 的正方形区域均可由数字面积光度计扫描。



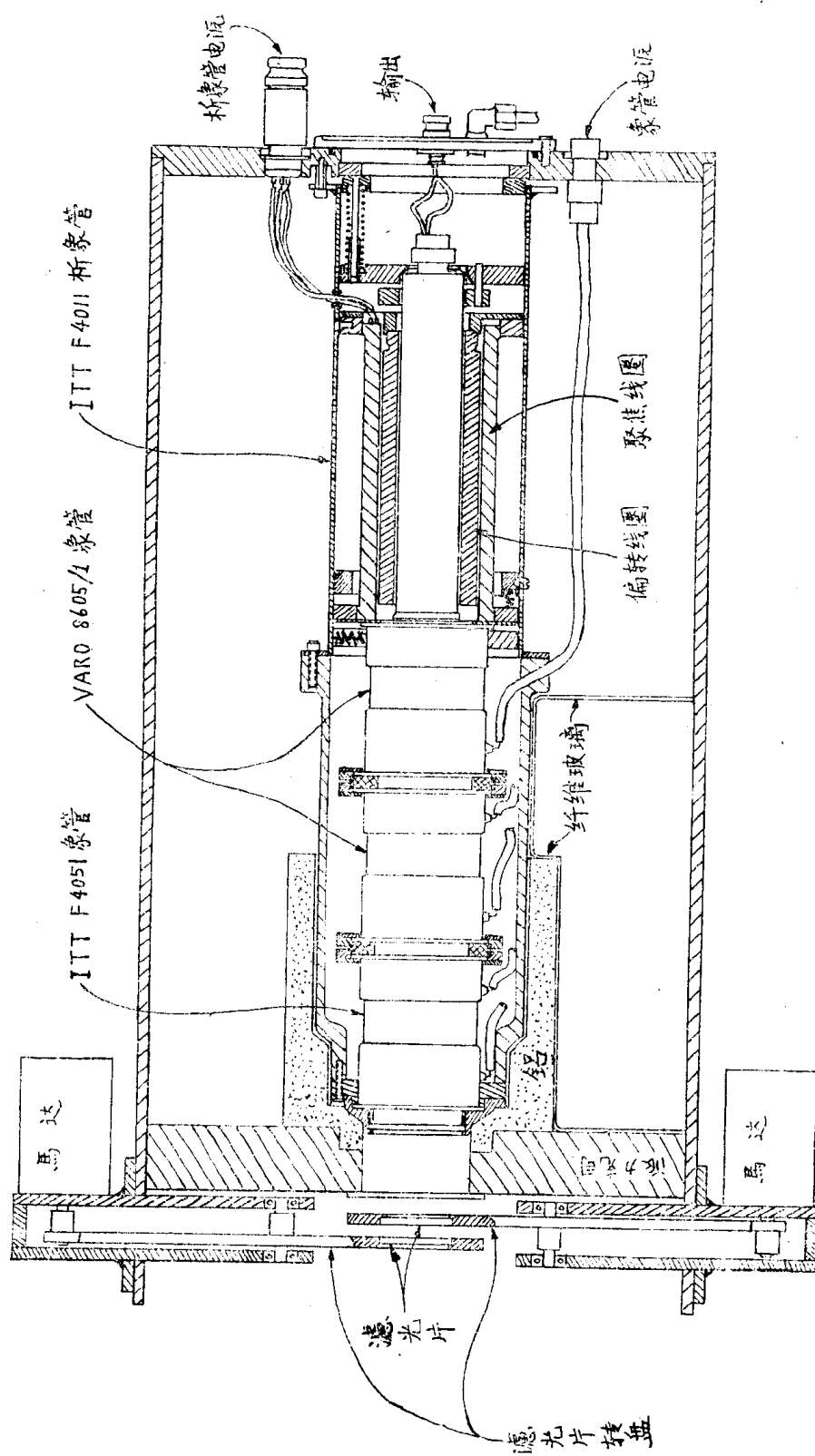


图1B. 17 McDonald天文台数字面积光度计扫描头结构示意图

分辨本领决定于析象管扫描孔的尺寸,它等于 $60\mu \times 60\mu$ 。考虑到三级象管有0.85放大率和2.7米望远镜焦面尺度,扫描孔在天球上的投影为边长 $0''.6$ 的正方形。为了不使每行的扫描时间过长,以及由于象元总数(4096)的限制,这一数字面积光度计一般只扫描边长 $38''$ 的正方形,象元总数为 $64 \times 64 = 4096$ 。

由于使用ITTF4051紫外象管作为第一级象增强器,该光度计可以进行由大气切断处的紫外到约 $7800 \text{ \AA}$ 的宽波段面积测光。此时,每0.25秒钟(最短积分时间)可把一帧图象送入NOVA计算机,因而数字面积光度计不仅可用于数据收集,而且可用来根据观测对象的图象实现望远镜自动导星。另外,数字面积光度计所附电视摄像管可以对准21.5等暗星,因而可以期望此光度计能有效地观测对宇宙论具有重要意义的暗天体。

仪器制成后,围绕三个问题进行了一系列实验室检验和天体试观测,这三个问题是:①接收器的噪音性能;②光度计作恒星测光的性能;③光度计作面积测光的性能。现将这三个问题的结果简介于下,详细讨论见<sup>[19]</sup>。

与其他全景接收器一样,数字面积光度计的反应特性也有逐点变化,这是由会聚光束的不均匀性、象管阴极和萤光屏的不均匀性、以及析象管阴极不均匀性和电子象渐晕所引起。由于这些都是量子效率的变化,数字面积光度计的数据,在作任何计算之前,必须先对一均匀亮度表面进行均场测光(Flat Field Photometry),然后将待归算的数据逐点除以均场测光数据。利用这种均场测光估计了数字面积光度的噪音,结果发现仪器与发射噪音限制的性能十分接近,两者相差约10%。

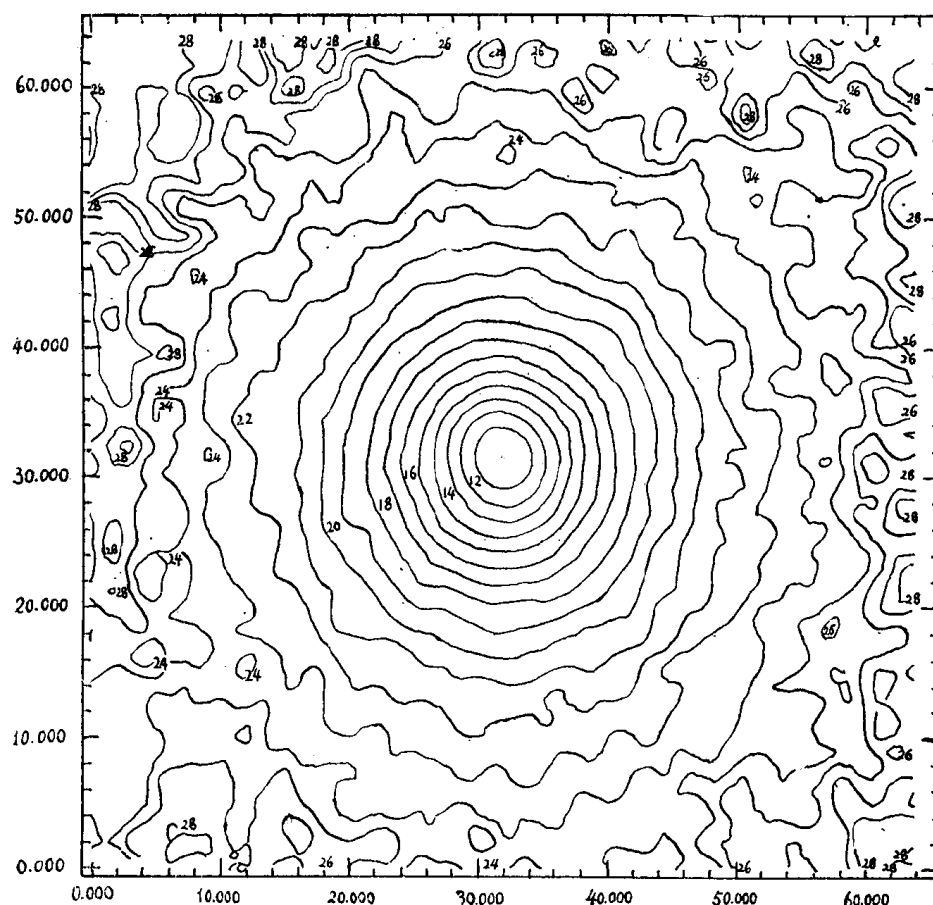
作恒星测光需要得出恒星星等和天空背景值。当扫描面积为 $38'' \times 38''$ 、大气宁静度中等时,扫描区内在同一时刻不会多于两颗星。为了估计天空背景,将扫描区划分成 $8 \times 8$ 个正方形,在每个正方形内求出单个象元的平均值,然后取十个最小的平均值的平均值作为最终的一个象元的背景值。为了估计星等,则取一个以最亮象元为对称中心的正方形(以每边25个象元的正方形为最好),在此正方形中,把所有象元的值相加,再减去上面求出的背景。用这种“合成孔径”法得到的恒星测光结果表明,在大气质量1.11、积分时间95秒时,V星等的最大残差小于 $\pm 0^m.01$ ,B-V的最大残差为 $\pm 0^m.05$ 。当大气质量大于2时,上述残差分别为 $\pm 0^m.03$ 和 $\pm 0^m.05$ 。这一仪器与Robinson-Wampler扫描仪一样,由于萤光屏余辉的存在,作恒星测光时,最亮星似不应亮于 $B_{\max} = 13.76$ 和 $V_{\max} = 13.42$ 。

数字面积光度计另一重要应用是延伸天体表面测光。为了考验这方面的性能,选取了SO型星系NGC 4881作试观测对象。这一星系角径很小,在光度计扫描区内可以获得很宽星等范围的数据。在蓝(b)黄(v)两波段各取五帧象,每一颜色费时7.5分钟。天光观测是在星系北边 $2'$ 处作的,每色费时3分钟。将每帧数据除以同颜色的均场测光值,分别把b和v的各帧数据相加并求出每一象元的终值b和v。天光资料按前面所述方法处理。以星系的b和v减去天光,便得到本仪器的星等。然后再作大气消光改正。将结果归算至标准B、V系统后,与别人发表的该星系B、V测光作比较,得出两者B星等平均偏差 $0^m.011$ ,V星等平均偏差 $0^m.007$ 。这表明数字面积光度计对于暗延伸天体表面测光是相当优良的。

从1976年1月起,这台数字面积光度计已正式投入观测研究,对象包括各类星系(如3C 382, NGC 7754)、行星状星云(如NGC 6894)、星团、BL Lac等。

实验室检验和天文观测表明,此光度计性能已接近于仅由发射噪音所限制,线性范围至少介于每平方角秒 $23^m.4 - 17^m.2$ ,量子效率约为照相底片的20—40倍,动态范围可达四个数量级,可测星等范围约为 $13^m - 23^m$ /平方角秒。

图IB. 18是用数字面积光度计测出的NGC 4881的等光图。



图IB. 18 用McDonald天文台数字面积光度计测得的NGC4881等光图。

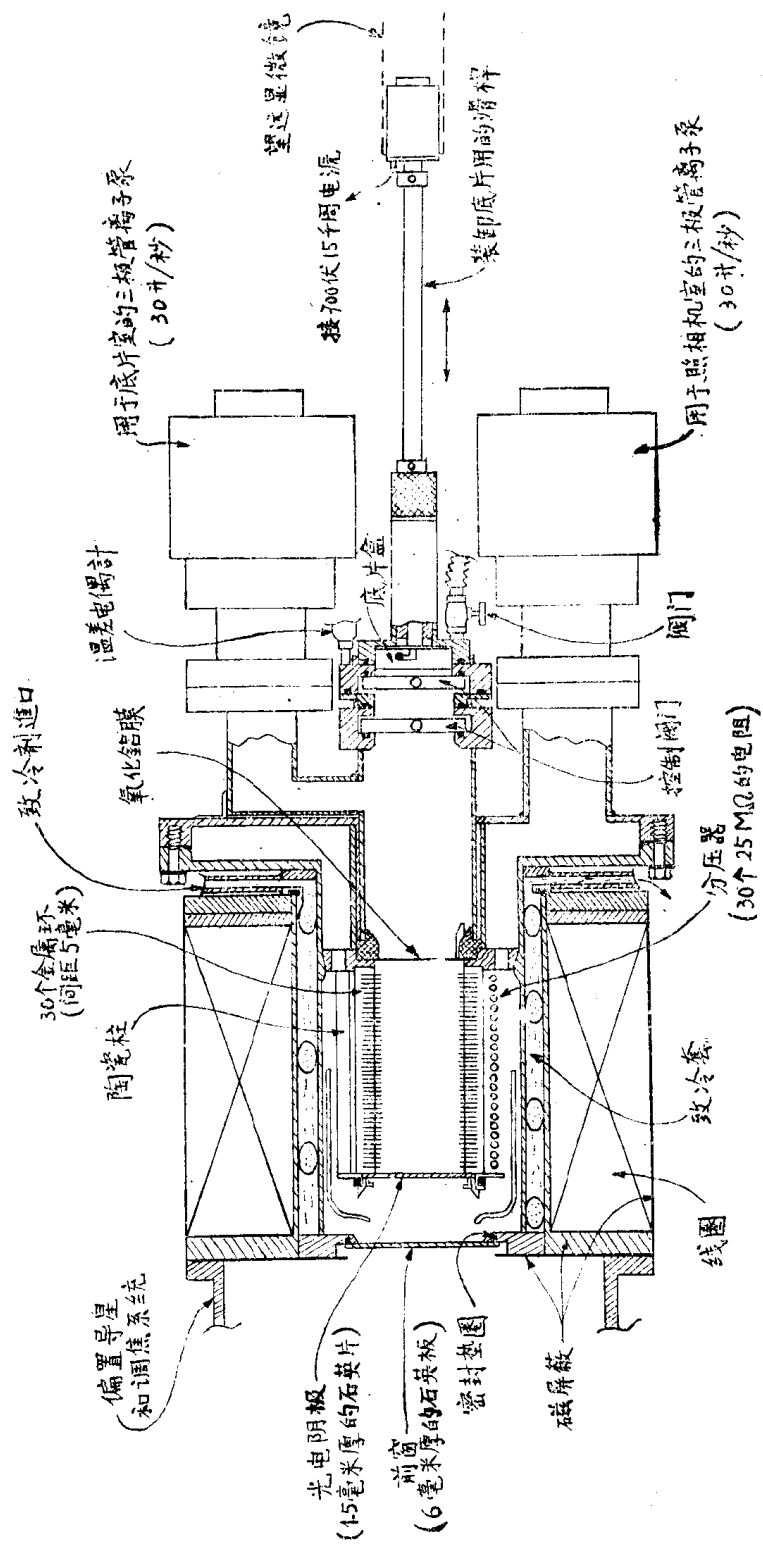
最里边的等光线对应于 $\mu_v = 18.87$  (每平方角秒星等), 相邻等光线相差0.28星等。坐标轴上十个单位代表6角秒。(图的下为北, 左为东)

### (3) 电子照相机

电子照相机是一种用照相乳胶直接接收电子象的一种象管仪器。由于象的输出不需要经过萤光屏、光学纤维或电子轰击靶等中间传递过程, 因而聚焦很好的电子束可以在乳胶上形成分辨率很高的象。但不幸的是, 乳胶中逸出的气体 (主要是水汽) 会使阴极灵敏度降低; 取出和装入底片有可能使照相机漏气。因此, 设法使阴极不受损坏, 是电子照相机关键技术之一; 而所采用的具体方法的不同, 则是各类型电子照相机互相区别的主要标志。

Lallemand 照相机采用的办法是先将一盒底片送入照相机, 用液氮冷却底片以消除气体逸出, 抽出残余气体, 然后打破一个玻璃瓶, 将瓶中原已制备好的阴极安放到光轴上。在底片全部曝光完毕后, 由于取出底片时, 空气进入照相机, 于是阴极被破坏。要进行另一组观测, 必须在玻璃瓶中制备新阴极, 把它封入照相机体, 再装入一盒新底片, 然后封闭照相机并抽真空。这一系列很费事的实验室准备过程, 一直使 Lallemand照相机的应用受到很大限制。

Kron对电子照相机所作的改进, 是在阴极和底片室之间装一个阀门。底片被冷却之后,



图IB.19 McDonald天文台II型电子照相机结构图

阀门被打开。阀门是由一块经光学研磨的平面圆铜片和放在圆铜片两边的两个阀门座组成。用螺钉可将阀门座松开或拧紧在铜片上。铜片周围有一小空间不断地被抽气,以保证底片室充气时该处仍有足够的真空度。

另一个保护阴极免受乳胶污染的方法是在电子象输出焦面上放一个薄云母窗(厚4—5 $\mu$ ),底片则贴紧在云母窗外面。McGee等人<sup>[20]</sup>发展的光谱象管(Spectracon)就是一种这样的装置。它的有用视场为 $4.5 \times 23$ 毫米,用磁聚焦,加速电压40KV。使用这一电压,大约有四分之三从阴极来的电子可以透过云母窗。因此,对于相同的阴极灵敏度,光谱象管的效率约等于Lallemand照相机的75%。但用光谱象管不必再在使用前进行麻烦的实验室准备。光谱象管因其窗口呈狭长形状,故特别适宜于进行光谱观测(这也是其名称的由来)。

上述三种形式的电子照相机,在天文观测上已使用多年。在这次考察中除在Hopkins山天文台看到一个Kron电子照相机外,在其他天文台都没有让我们看到这几种形式的仪器。Lick天文台曾用光谱象管作过星团测光,但我们参观该台时,原英国制造的阴极直径10毫米的光谱象管已不用了,目前正在与圣地亚哥市的Electronic Vision公司合作研制阴极可能达到 $30 \times 30$ 毫米的新光谱象管。

另外,在McDonald天文台,看到该台正在研制不同于上述三种类型的电子照相机。它的最大特点是采用非晶氧化铝膜来保护阴极。薄膜厚度 $0.4\mu$ ,是在厚 $40\mu$ 的纯铝箔上进行阳极化处理而制成的。铝箔具有特殊形状,使得氧化铝膜制成后变得很松软而易于剥下。氧化铝膜封固在钽环上,它防止薄膜在照相机内烘烤时因膨胀而破裂。在氧化铝膜的镀铝面和底片背后平电极之间施加静电力,可使薄膜与底片达到密接触。使用800伏,15千周电压,可防止离子迁移到玻璃底片上,从而避免在电压关掉后薄膜粘附在乳胶上。薄膜焊在加速器的底部。大多数制成的 $0.4\mu$ 厚的薄膜可以允许薄膜两边的压力比达到 $10^5$ 。在此条件下,如果想保持阴极室的高真空并防止水汽沾染阴极,底片那一边的真空至少应达 $10^{-5}$ 托。这种薄膜的破裂压力为3—5托量级。能经受压力比达到 $10^8$ 的更好的薄膜也可能制成,但制备过程困难,目前还有些技术细节没有解决。虽然有上述这些限制,但使用这种非晶氧化铝薄膜则有许多优点,它能大大减少被吸收的电子数和能量损失以及电子散射角,使电子照相机可在较低的加速电压下工作。

McDonald天文台研制的I型电子照相机<sup>[21]</sup>的阴极和底片直径达50毫米,氧化铝薄直径达70毫米。由于仪器太重,目前正在研制II型,除去掉许多不必要的机械重量外,其阴极和底片直径将增大到70毫米。我们参观时,II型电子照相机已在实验室组装完毕,正在作测试。图I B.19是II型电子照相机结构示意图。据负责研制的人员透露,下一步计划将把阴极和底片直径增加到150毫米。

## 参 考 文 献

1. Tull, R.G.(1972)The Coudé Spectrograph and Echelle Scanner of the 2.7m Telescope at McDonald Observatory(In proc. of ESO/CERN Conf. on Auxiliary Instrumentation for Large Telescopes,Geneva,Switzerland,May 2—5, 1972)
2. Ford, W.K.Jr., (1968)Annual Rev. Astron. Astrophys., 6, 1.
3. Livingston, W. C., (1973). Annual Rev. Astron. Astrophys., 11, 95.
4. Biberman, L. M., and Nudelman, S., (1971). Photoelectronic Image Devices, vols I. II. New York: Plenum.

5. Reticon Product Summary: Solid State Image Sensors, 910 Benicia Avenue, Sunnyvale, California. 94086, (1976年广告).
6. Tull, R. G., (1976), Diode Array Detectors in Astronomy, Invited Review presented to IAU Comm. 9, Grenoble, France, August, 1976.
7. Tull, R. G., and Nather, R. E., (1973), In Glaspey, J. and Walker, G. (eds): Astronomical Observations with Television-type Sensors, Univ. of British Columbia, 171.
8. Tull, R. G. et al., (1975), Applied Optics, 14, 1182.
9. Beaver, E. A., and Mc Ilwain, C. E., (1971). Rev. Scient. Instrum., 42, 1321.
10. Nather, R. E., (1972), Rev. Scient. Instrum. 43, 1012.
11. Livingston, W. C., (1976), Paper presented to IAU Comm. 9, Grenoble, France, August, 1976.
12. Westphol, J. A., (1976). 同上.
13. Weimer, P. K., (1975), Adv. Electr. Electr. Phys., 37, 181.
14. Livingston, W. C. et al., 1976, Applied Optics, 15, 40.
15. Dunn, R. B. et al., (1974), Proc. Soc. Photo-Opt. Instrum. Eng., 44, 109.
16. Reticon, 365 Middle field Rd., Mountain View, California 94040, 类似的产品还有Fairchild Semiconductor, 464 Ellis St., Mountain View, California 94040, 和Integrated Photomatrix, 1101 Bristol Rd., Mountainside, N. J. 07092.
17. Robinson, L. and Wampler, E. J., (1972), Publ. Astron. Soc. Pacific, 84, 161.
18. Robinson, L. and Wampler, E. J., (1973), In Astronomical Applications of TV Type Sensors, J. W. Glaspey and G. A. H. Walker, (eds), 69.
19. Rybski, P. M., et al., (1976), IAU Collog. 40: Astronomical Appl. of Image Detectors with Linear Response, Paris, France, Sept. 6—8, 1976.
20. McGee, J. D. et al., (1969). Adv. Electr. Electr. Phys., 28A, 61.
21. Griboval, P., (1974), Proc. of the Conf. on Electrography and Astron. Appl., Held by McDonald Obs., March, 11—12, 1974, p. 55.

### 3. 望远镜观测室

观测室是安装望远镜的场所,也是保护望远镜的建筑物,既要防风沙雨雪、防震和防止外界温度变化对望远镜产生不良影响,又要为观测者提供足够的辅助设备和工作房间。一座能满足上述各方面要求的良好观测室,其造价往往超过望远镜机械装置的造价,甚至达到总造价的百分之四十。

现将美国几个主要大望远镜观测室的情况,分几个问题综合介绍于下。

#### (i) 隔热措施

对望远镜起直接保护作用的是观测室上部可转动的半球形圆顶,观测层周围的墙壁和观测地板。要采取隔热措施的主要是指这几部分。

圆顶部分的隔热,基本上都是用双层壁结构、让空气自然环流的方法。圆顶外壁都是用钢板焊成,外表面涂氧化钛白漆。内外两层壁之间是钢骨架和空气。圆顶上部和下部均开有通气口。在白天,射到圆顶上的阳光大部被氧化钛涂料反射,小部分被吸收而使夹层内的空气变热。热空气通过圆顶上方的气孔排出,带走被吸收热量的大部分,通过内壁进入观测室的热量是极为有限的。圆顶内壁多采用单层金属板(基特峰4米镜、2.13米镜, Lick台3米

镜均用铝，Wilson山天文台2.5米镜用钢）。为了进一步减少进入观测室的热量，有些圆顶的内壁还作了特殊处理。如Palomar山的5米镜，其圆顶内壁是由许多厚约10厘米内部填满揉皱的铝箔的钢-铝盒子银拼而成的隔热层。内壁和外壁之间的空气厚约1.2米。McDonald天文台2.7米镜的圆顶内壁是纤维板，纤维板表面喷涂一种含空气的泡沫塑料（Polyurethane foam），厚度达25厘米。纤维板和外壁之间的空气层厚约10厘米。据说，采取这种自然空气环流和隔热层相结合的措施的效果是很好的。例如，5米望远镜圆顶经过一个白天的阳光照射后，望远镜主镜所在位置的温度，很少比前夜温度高过 $1^{\circ}-2^{\circ}$ 。

观测层周围的墙壁结构，各观测室相差颇大。有的与圆顶一样，也用双层金属结构，中间的空气可自然环流。有的是厚的混凝土，有的则是在内壁喷泡沫塑料。

观测层地板温度一般总是比室外气温稍高一点，因而会造成热空气上升而影响室内宁静度。但我们看到的大圆顶室，除基特峰4米镜和McDonald天文台2.7米镜的以外，都未作专门的隔热处理。实际上，基特峰和McDonald天文台所采取的并未隔热，而是冷却，即在地板内安装管道，用空调设备将冷空气压入管道循环，使地板温度保持在略低于室外温度的水平。

大望远镜观测室中另一个需要隔热并保持恒温的地方是折轴摄谱仪室，但真正采取了严格隔热措施的，只有McDonald天文台的2.7米镜。它的折轴摄谱仪室占了几乎观测层下面那一层的大部分空间。长近20米、宽近10米、高约5米的折轴室整个被隔热墙所包围，隔热墙是中间有15厘米厚的空气的双层墙，内壁喷10厘米厚泡沫塑料。隔热墙内的空气是经过空调的。据该台有关人士说，折轴室内温度在几个小时之内变化不超过 $0.6^{\circ}\text{C}$ 。Lick天文台3米镜折轴室有空调设备，除起恒温作用外，还能使室内气压比室外稍高，以防止灰尘进入。另外，特地在观测室外紧靠折轴室的地方建了一间小屋，以阻挡阳光直晒折轴室的墙壁。

#### (ii) 防振措施

为了防止圆顶的转动、观测者的活动和观测梯的移动等引起望远镜发生振动，一般总是将望远镜基墩和观测室的基础完全分开，建筑物的任何部分与望远镜基墩的任何部分之间总留有足够的空隙。这一点在结构设计上是比较易实现的。但是，仅仅将两者分开还是不够，因为如果重达几百吨甚至上千吨的圆顶转动不平稳，那么，它所产生的强烈振动仍有可能通过地基而传到望远镜，使后者发生振动。因此，圆顶传动必须十分平稳，这不仅要求设计合理，而且要求工艺水平高。我们在美国考察期间，凡是有机会看到传动机构的圆顶室，其传动方案基本一样，即圆顶由一系列钢轮小车载着在观测室墙上的圆形轨道上运动（也有反过来的情况，即钢轨在一系列轮子上滚动，如2.7米望远镜圆顶），而动力轮全部是马达带动的橡皮摩擦轮。所有钢轮小车所承受的重量均调节到规定数值。轨道应是十分精确的圆，而且表面经过磨平。采取这些工艺措施后，圆顶运动一般就相当平稳。例如，五米望远镜圆顶重约一千吨，用四个橡皮摩擦轮，每个橡皮轮由一台5马力的直流电动机带动，橡皮轮压在圆顶底部的一圈钢带上。圆顶由32个四轮小车所承载，小车则在两个仔细安装的同心圆轨道上运动。轨道安装和焊接之后，专门安了一台可在轨道上移动和固定的磨床，对轨道进行了五个多月的研磨。此举不单是为了获得高的平度，而且要使轨道表面光滑如镜，以消除任何有害的振动。我们参观时，亲眼看到圆顶在转动时，除电动机转动的均匀的声音外，基本上听不见轮子和轨道撞击的声音，更感觉不到地板有何振动。

观测时另一个可能引起望远镜振动的因素是风。为了在风力不太大时进行观测，大望远镜圆顶天窗上一般都有风帘。风帘的作用是减弱风势，不是（也不可能）完全避免风的影

响，因此其结构是比较简陋的。制作风帘的材料多为厚帆布，每隔一定的距离在风帘上穿一根钢管，钢管两端有小轮，可在天窗口两边的导槽内滚动。如果天窗是对开的，则一般有上下两片风帘；如果天窗是上下开的，则上风帘可省去，而以天窗代之。但有时可根据当地风速大小而简化风帘设计。例如，Palomar山的最大风速据称只有几公里/小时，因此，尽管5米望远镜圆顶的天窗是对开的，也只剩下一片下风帘。风帘一般是用钢丝绳或链条经马达传动。

### (iii) 镀膜机的安装位置

反射镜的铝膜一般需要一年到五年镀一次，因此，每个大望远镜都有专用的真空镀膜设备。究竟镀膜机应安装在观测室内的什么位置比较合理，看来在美国也无一致的看法。2.7米望远镜的镀膜机位于观测层下面那一层，即在折轴室旁边。主镜需要从主镜筒上卸下，然后用吊车从吊装舱口放下，再送入镀膜机。基特峰4米镜和Lick台3米镜的镀膜机均安装在观测室的底层，主镜同样需要从最高的观测层一直下降到底层。这几个望远镜的重新镀膜看来是比较不方便的。例如，据基特峰天文台台长Goldberg称，4米望远镜主镜重新镀一次铝，要花费一星期的时间。

Palomar山五米望远镜的重新镀铝则比较方便。镀膜机装在望远镜旁边，需要镀膜时，将镀膜机上部机罩吊开，下部则沿轨道移至镜筒下方。升高镀膜机，使其托住镜室，然后把主镜室从镜筒上脱开，使主镜连同镜室和支承系统全部进入镀膜机。降低镀膜机，并沿轨道回至原来安装位置，便可开始镀膜前的准备工作。这里最大的特点是主镜不必从镜室取出，支承系统也不必从镜室卸下，因而大大节省了时间。据副台长Oke博士称，5米主镜重新镀铝一次，只需要耽误一个望远镜工作日。

## 4. 发展大型光学望远镜的一条新途径——多镜面望远镜

为了观测极其微弱的遥远天体，天文学家一直在两方面进行努力。一方面是加大望远镜的口径，以增加望远镜接收的光量，几十年来，已制成了口径最大达6米的望远镜。但进一步增大口径，在技术上和经济上都受到了限制。不少天文学家认为，口径5—6米是单镜面望远镜的合理的极限。第二方面是提高接收器的效率，以求尽可能多地利用望远镜所收集到的光线，减少损失。近二十多年来，高灵敏红外探测器、各种象增强器和其他光电元件的巨大发展，为光学波段和红外波段的观测提供了高效接收器。目前，在可见光波段，许多接收器

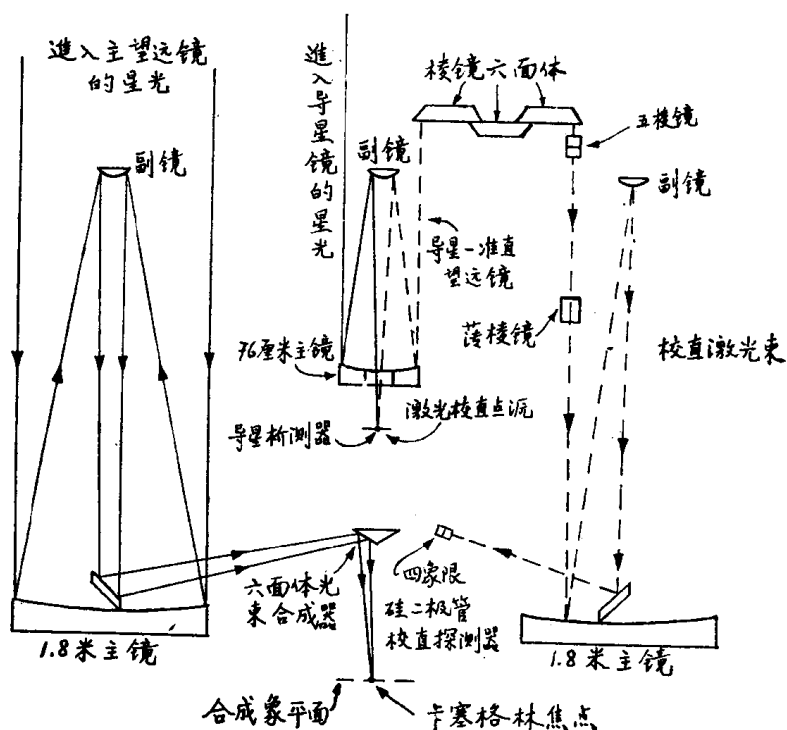


图1B.20 多镜面望远镜光学系统示意图

线，减少损失。近二十多年来，高灵敏红外探测器、各种象增强器和其他光电元件的巨大发展，为光学波段和红外波段的观测提供了高效接收器。目前，在可见光波段，许多接收器



效率已达到理论极限的25%，有些元件如硅二极管的效率已达到50%左右。据有些美国天文学家估计，今后几年内，接收器效率有可能接近100%，即近乎完善的程度。在这种情形下，提高望远镜集光本领，又将成为矛盾的主要方面，如何经济而有效地制造更大的望远镜，已成为许多天文学家共同关心的问题。

按照传统方法制造大口径单镜面望远镜是极为昂贵的。据估计，当前仅仅仿制一台palomar山天文台5米望远镜，约需要三千万美元。由于望远镜造价大约与主镜直径的立方成正比，因此，制造一台15米口径的单镜面望远镜将要耗费数亿美元，这在经济上显然是难以接受的。

1971年，经过分析研究后，Smithsonian天体物理台和亚利桑那大学联合提出制造一台由多个镜面组合的望远镜，从而在大望远镜建造史上开始了一个崭新的尝试。建造这台望远镜有两个目的。第一个目的是要用比制造相同口径单镜面望远镜少得多的经费，提供一台足够大的主要用于红外和可见光波段的天文望远镜。第二个目的是探索制造大望远镜的新途径和新技术，以期在成功之后能很快地推广到制造更大得多的望远镜。经过五年的研制，这台多镜面望远镜已接近完成。光学镜面和主要机械部件已加工完毕，目前正在检验，控制系统也已经过实验室的考验，证明可靠。原计划在1976年在Hopkins山安装调试，实际上，在我们考察时，观测室仅仅完成了钢结构的架设，望远镜只安装了基座。据称，还要一年半的时间，能将整台望远镜安装完毕。

下面简单介绍一下这台望远镜的技术方案，有关详细报导可参阅文献<sup>[1,2,3,4]</sup>。

多镜面望远镜 (Multiple-Mirror Telescope MMT) 由六个完全相同的、口径各1.8米

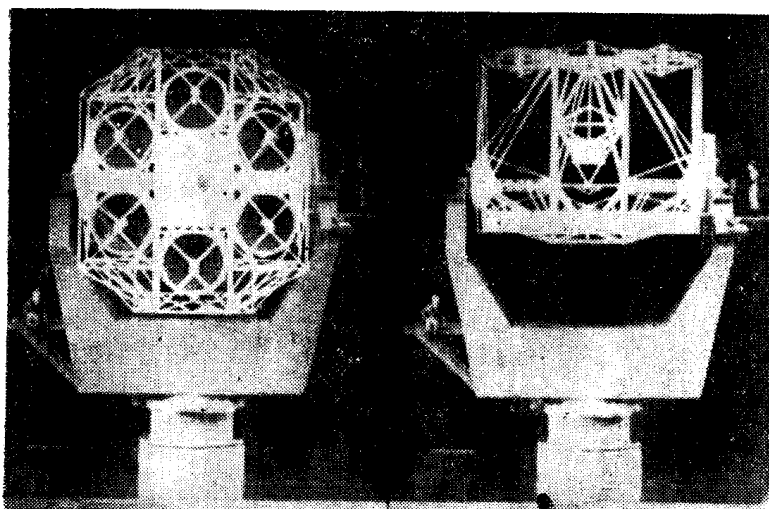


图1B.21 多镜面望远镜按比例模型照片

的卡塞格林望远镜组成、六个望远镜沿直径约5米的圆并围绕中心光轴排成六角形，彼此相距60°。六束会聚光各经一块平面镜（第三镜）射向一个六面体光束合成器，后者把六束光聚在一个共同的焦点上。六面镜组合后的口径相当于4.5米。图1B.20是多镜面望远镜光学系统示意图，其中只画出了六个卡氏望远镜中的两个。左边的是星光经一个望远镜至合成焦点的光路，左边的虚线则表示校正光学系统的激光束的光路。图中还画出了处于中心光轴上的76厘米卡塞格林导星镜。图1B.21是按比例作的模型的照片。

六个1.8米主镜的焦比为 $f/2.7$ ，卡氏系统焦比为 $f/31.7$ ，光学质量指标要求包含90%点光源光能的象斑直径小于 $0.5''$ 。据研制人员透露，由于各种误差的影响，这一象斑可能达到 $1''-1.5''$ 。

中心轴上76厘米卡氏镜是R-C系统，焦比 $f/17$ ，可用于偏置导星的视场为 $1^\circ$ 。除用于导星外，它还可完成光学系统的校正和调焦等功能。

六个1.8米卡氏镜连同导星镜，全部安装在一个镜架上，并作为一个整体而运动。镜身采用叉式地平装置，垂直轴和水平轴均用球轴承，用计算机控制的马达带动齿轮系统驱动。跟踪精度要求优于 $1''$ ，平滑性优于 $0.2''$ 。

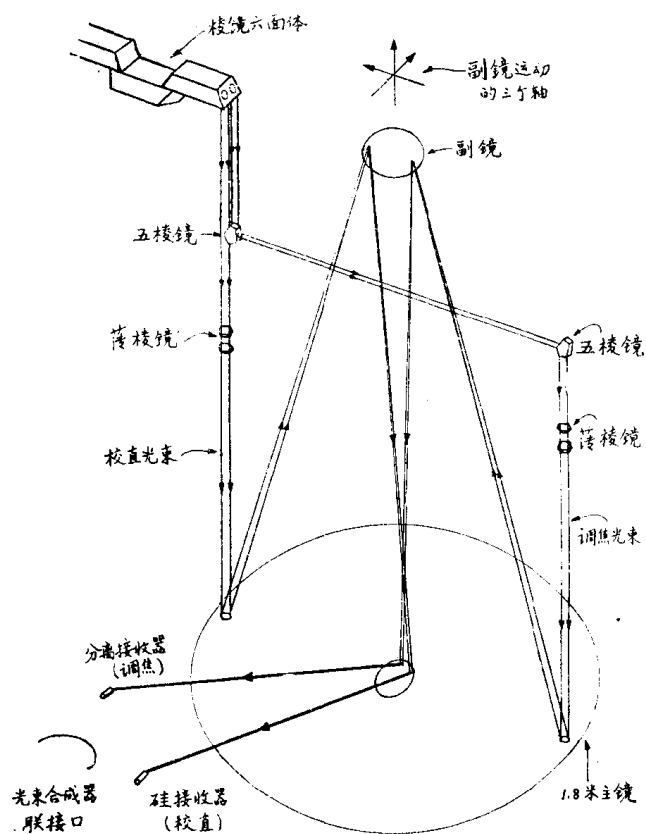


图1B. 22 多镜面望远镜激光控制系统光路图

激光束的相对方向变化应小于 $0.25''$ 。由于棱镜六面体反射的光与入射光严格平行，因此六

望远镜口径相当于4.5米，但镜筒长度仅相当于口径1.8米镜，因而结构十分紧凑。这大大降低了望远镜本身和观测室的造价。造价究竟多少，众说不一。亚利桑那大学光学研究中心说是七百万美元，而天体物理中心则说是一千或一千二百万。

多镜面望远镜设计中的关键，在于十分精确地把来自六个望远镜的象重合在一个共同的焦点上。按照设计指标，六个象的重合精度应优于 $0.5''$ ，如果这一精度依靠机械的才度来保证，则各个望远镜的相对运动不能超过 $0.02$ 毫米，这无疑对机械部分提出了过高的要求。因此，在最后确定的方案中，采用了一种激光控制系统，即用激光源造成一个人工星，人工星光被能够自动调焦的导星镜变成准直光束（参见图1B，20）。由导星镜出来的准直光束用六列棱六面体分出六束平行光，每束平行光射向一个主镜的边缘。在观测过程中，这六束平行

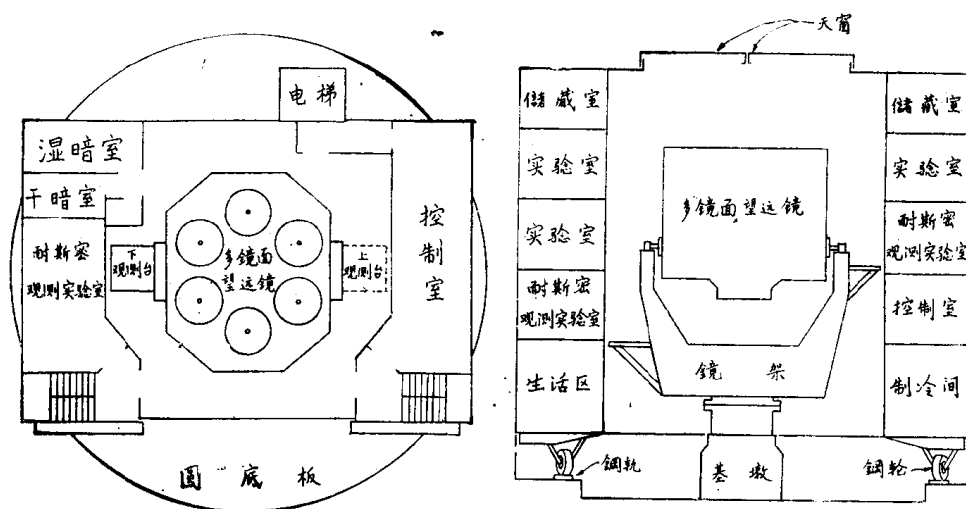


图1B. 23 多镜面望远镜观测室结构剖面示意图

左：水平剖面

右：垂直剖面

束激光与星光所经光路基本一致。每一激光束被引至一个分成四象限的硅光电接收器，后者根据激光束对接收器中心的偏离，向控制副镜转角的驱动系统发出星象位置误差信号，使副镜作相应的偏转而改正星象位置误差。图 IB.22 是激光束在一个望远镜内所经光路的详细情形。除经过主镜一个边缘的校直用的激光束外，还有一束激光经一个五棱镜而横穿过望远镜口径，再经另一五棱镜射至主镜另一边，以提供焦点误差信号。由于这一激光束仅仅根据两光束之间的发散性和会聚性来监视聚焦情况，因此要求第二光束的角度仅在一个方向上保持不变，这用五棱镜很容易作到。两束光聚焦在望远镜最后焦面的附近。调焦光束用分离接收器 (Split detector) 接收，其误差信号控制副镜驱动装置，使副镜沿光轴作微小运动以改正焦点误差。

采用激光控制系统自动校直和调焦后，机械部分的最大允许变形量已放宽到 1 毫米。

我们在 Hopkins 山天文台参观时，据该台台长 Carleton 介绍，激光控制系统在实验室中利用导星镜和一个望远镜作了试验。当人为地移动象的位置时，控制系统能及时自动予以恢复。

导星方式有两种，当望远镜偏离目标较远时，自动导星装置控制驱动马达使望远镜作整体运动来进行校正。如果望远镜偏离目标不远但很快，则导星机构使导星镜的副镜作微小偏转，这一偏转使激光束方向发生变化，于是所有六个望远镜的副镜均感受到这一变化，并立即作相应的偏转而进行校正。

多镜面望远镜的主要局限是视场小。经过光束合成器而会合在一起的六个望远镜的焦面不是共面的，而是彼此之间有微小倾角，六个焦面只在中心光轴上有共同的交点。离中心光轴不远星象质量变坏。在现设计中，具有良好星象质量的视场直径约  $5'$ ，因而不适于作照相观测而只宜作单个天体的物理研究。

多镜面望远镜作光谱观测具有其独特的优点。只要将第三镜作适当调整，可使六个星象一个接一个地沿狭缝排列。由于望远镜口径相当于 4.5 米，而焦面尺度则与单个 1.8 米卡氏镜相同，因此与一台口径 4.5 米单镜面望远镜相比，可以大大减少狭缝上的失光而又不降低光谱纯度。这样，六个望远镜的作用类似于一种切割器，但不是切割星象，而是切割望远镜的“口径”。这种切割方式优于通常的星象切割器，因为它不增加任何光学元件。

多镜面望远镜另一可能的应用是在红外区进行天体的高分辨观测。在可见光波段，由于波长短和地球大气的扰动，要使六面镜子的光波同相是困难的。但对于波长达到  $10\mu$  的红外光而言，则有可能利用波的相干特性。为此，六个光束的光程应十分严格保持相同。从多镜面望远镜一个主镜的外边缘到与其相对的另一主镜的外边缘，约有七米的距离。对  $10\mu$  波长计算的衍射图表明，很有希望达到极高的角分辨率。

多面镜望远镜总体结构十分紧凑，但镜筒很粗，通光直径就接近七米。如果用直径 18 米的半球形圆顶观测室，则天窗宽度几达 8 米，这既不相称，技术上也不好处理。因此，决定建一个直角形观测室，其外形与一间仓库相似。为了使观测室占地不大，既能容纳望远镜，又有足够的工作房间，整个观测室，包括全部房间和观测层地板，被设计成可随望远镜绕垂直轴转动（参见图 IB.23）。转动部分重达 700 吨，用四个直径 90 厘米、宽 13 厘米的钢轮支承，钢轮与固定在地基上的圆轨道接触。每个轮子承受钢结构和混凝土重量 125 吨，家具、设备和车间等的重量 50 吨，外加最大风载 30 吨。观测室的设计允许在风速 70 公里/小时下工作，在风速 220 公里/小时下仍不致受损。

四个钢轮中，两个为动力轮，各用一台 15 马力直流力矩电动机驱动。另两个为被动轮。轮子稍具锥形，以便自然地在水平的圆轨道上滚动。在重压下，轮子与钢轨均发生弹性变形

(轮子变形0.08毫米, 钢轨0.05毫米), 使四个轮子与钢轨总接触面积达13平方厘米。四个沿基础墙内壁上的轨道滚动的侧轮提供了侧面导向和补充抗风能力。

用一个较差位置传感器检测望远镜和观测室之间的位置差, 它发出检测信号至伺服系统以控制观测室的驱动马达。望远镜和观测室之间的同步达到几角分。望远镜最大快动速度为 $90^\circ/\text{分}$ , 从零达到此值约需5秒钟。在这一角速度和加速度下, 观测室的随动是易于达到的。当观测室不运动时, 望远镜在地平经度上可相对于观测室转动 $\pm 7.5^\circ$ 。

电源线、电话线、水管和一切其他管道, 均从地基下通过望远镜基墩而引至望远镜。望远镜和观测室可朝两方向各运动 $270^\circ$ 。

## 参 考 文 献

1. Weymann, R. T., and Carleon, N. P., (1972), Sky and Telescope, 44, №3, 159.
2. Sanger, G. M., and Shannon, R. R., (1973), Sky and Telescope, 46, №5, 280.
3. Hoffmann, W. F., (1974), Proc. Soc. Photo-Opt. Instrum. Eng., 44, 57.
4. Carleton, N. P., and Hoffman, T. E., (1976) Sky and Telescope, 52, №1, 14.

## 5. 快速自动显微光度计PDS的功能

现代快速显微光度计的出现使原来好些领域中的研究, 由于所需时间过长不能开展的工作, 一下子成为可能。这种快速光度计诞生归功于计算技术的进步, 它们是通用小型电子计算机控制下进行的。我们所参观的美国各天文机构中, 都有这类光度计在使用。比较有名、已经定型而且有成品供应的一种是光度数据系统, 简称PDS(Photometry Data System)。McDonald天文台和加州大学Berkeley分校天文系都使用这仪器, 后者重点介绍了这仪器, 当场操作示范。这仪器有多种功能可以测量照片上的光度和座标并描绘谱线, 画天体的等密度图等。现就这两机构的仪器功能、使用情况以及使用者的设想, 作一概略介绍。

加州分校的一架PDS于1974年10月开始使用。这系统包括一架PDP11/40计算机, 带有28 k ( $10^3$ ) 磁芯、磁盘、磁带的电传键盘、显示屏和静电印刷机。操作的基本原理是把所寻迹的数据当作临时档案, 储存在磁盘上, 用电传键盘控制的程序来操作, 印出天文结果。除少量很花时间得来的数据以外, 仅有的储存档案是原始资料。

操作中, 在寻迹 (TRACE) 程序的控制下来完成寻迹。这类程序由Lockheed太阳天文台的 Schoolman, S. 所发展, 后经局部修改。在PDS的硬件中, 为了使操作可靠, 已作了少量修改。主要的局部修改在于引进程序, (正常由使用者用FORTRAN完成), 以便进行日常归算, 如归算恒星光谱为强度和波长的标度, 定出波长, 等值宽度, 谱线轮廓, 星系的表面光度, 恒星光度和定位等。曾用回放 (Playback) 的设备, 从计算机储存的数据来建造21厘米氢线亮度分布的照片; 也曾进行实验, 用静电印刷作灰色标度图。印刷资料, 如等光度图的制作是快速地日常进行的。

PDS可应用于照片上各种资料的处理。曾用它来作暗弱星象的光度测量, 发现不同底片之间累积星等的余差对 $23^m$ 暗星可小到 $0.1^m$ 。 $0.1^m$ 、从星象的来回扫描, 研究测定星等的方法, 得到内在的误差比光瞳光度计小得多。在天体测量方面, 测定星象的准确位置, 内在的一致性胜于 $1\mu m$ 。

McDonald天文台的一架是Boller & Chivens PDS 1010A 型号显微光度计(或称密度计), 和一架PDP-8/e计算机连接。这架光度计的最小量距是 $1\mu m$ , 最快扫描速度是每秒

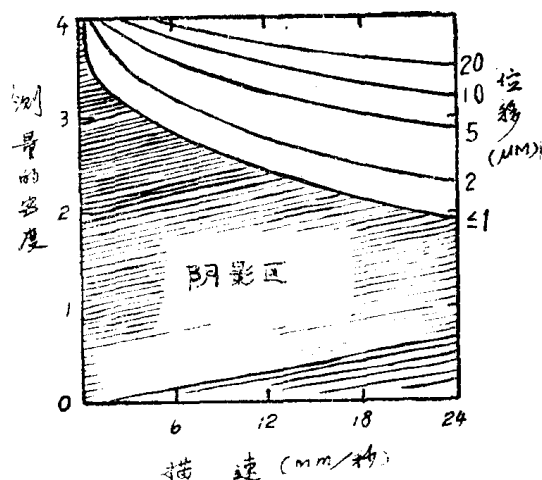
30,000 $\mu\text{m}$ ，所测黑度范围是0到5。它包括基本的8/e处理机，带有20k记忆，操作二个磁带，二个磁盘，一个高速纸带读数器/洞卡片，一个低速示波器和一个Decwriter。

一架高速面积扫描光度计有三个基本重要参量：速度、光度准确性和位置准确性。理论上，这三个参量可以独立变动，但对整个仪器的功能和局限性的分析必须考虑这三者相互依赖性。McDonld台对上述问题作过研究，情况如下<sup>[1]</sup>：

**光度准确性** PDS测量的量是底片的密度或透过率。在任一种情形下，放大器输出可分成2048个线性级(Steps)，每级的密度差为0.0025D.U. (密度单位)。读数的准确性由线性和噪音所规定。实验表明，线性是在规定的误差限度内，一般无需改正。噪音的大小视密度值和光电倍增管上所加的电压而定。

在正常所加的电压范围内，噪音的值约为所测密度值的千分之六、七。

**位置准确性** 测量位置的准确性同底片密度和扫描速度有关。由于光度计放大器的时间常数和光电倍增管的稳定时间，密度值的读出比真实值有一个滞后效应，随着密度和描记速度的增加而增加。图IB.24说明测量一系列不同密度和背景雾底交界处的情况。图中标出的位移表示从密度近于零的雾底进入所测量密度区时的响应滞后。阴影部分表示位移小于1 $\mu\text{m}$ 的区域。明显地可看出这区域的大部分的位移是接近0。在高密度，几乎任何描速都会引起位移，因此在选择扫描参数和归算技术时，对这现象应给予必要的考虑。



图IB.24 光度滞后响应对于测量位置的影响同密度和描速的关系

位置测量的重复性是重要的。作为试验，曾对一锐敏边，用最高描速30,000 $\mu\text{m}/\text{秒}$ ，连续同一方向扫描一百次。所用的扫描孔径是5平方 $\mu\text{m}$ ，求出相邻两次扫描的差数，五十个差数中，半数以上的差值小于0.2 $\mu\text{m}$ ，全部都小于1 $\mu\text{m}$ ，只有1个大于0.5 $\mu\text{m}$ 。

**光谱分析** 测量均匀加宽的光谱最为简单，用狭缝沿着色散方向，一次扫描就得结果。由于计算机的联机控制，可立即进行仔细的定标，而结果可显示为描记图，也可作为磁带或磁盘上的记录，以便将来应用。

在较复杂的情况，如光谱加宽不均匀或沿着色散方向出现偏差的物端稜镜的光谱，可用小孔径逐点扫描，把每点归算为强度；波长的矫正，可用谱线轮廓的互相关或人工地把仪器对准一条谱线的相继的点，以便对每一次扫描作适当的补偿。

这种归算的例子在文献[1]图6中说明。该图中下面的光谱是在天空实验室S019实验中物端稜镜所拍光谱的直接复印品，这条光谱的展览在两方向上都不均匀。第1条描记是用15×20 $\mu\text{m}$ 孔径的一次扫描的结果。第2条描记是20个象第1条那样独立扫描的平均值，未矫正波长。第3条描记是20条扫描的平均，每一条均根据沿着强Si线的一系列测量后的补偿而作过矫正。顶端的光谱是通过回收模式，用显微光度计所得经过矫正后的平均照片。在Si IV双重线左面的最强特征是在1335 Å的C II。好些真实特征在重建的光谱中很明显，而在原来的光谱中只能依稀辨认。

**恒星光度学** 电子照相或普通相所记录的星象，用PDS都可以进行光度归化。电子照

相的观测结果易于归算, 不过, 在具备联机计算机或者具有可在大计算机上处理的磁带输出的条件下对于把照相星象测量归算为星等的任何合理方法的可能应用。图IB.25是对用Kron, G. 电子照相机所拍球状星团M13的标准光电星的每一个星象作二维扫描的密度测量的归算结果, 显示出很大的动态范围, 可以期望这些归算方法可能产生有效的结果。

**表面亮度光度学** 由于不难作出进行繁复花样扫描的程序, PDS在表面测光方面的应用是很广泛的。这里举二个例子, 等光度图和多色象的分析(色指数图)等光度图是用PDS扫描测量, 将测量结果用磁带从PDP-8/e转至大计算机上进行计算而获得的。

关于照相多色象分析的例子, 可举室女星系团中星系的色指数研究来说明。先在 Palomar 山天文台的48吋施米特镜所拍的底片上进行测量, 定标是根据在这视场中一个星系的光电测光的数据, 曾由 de Vaucouleurs<sup>[2]</sup> 以及 Westerlund 和 Wall<sup>[3]</sup> 观测过。由此所导出的星等定标, V星等和色指数同光电数据的内在一致性是好的。在暗于  $B = +23m$ /平方弧秒的点, 噪音变大, 因此色指数象到  $B = +23m$  时截断。用这些数据, 对于所测量的每一个星系做出色指数图。方法是用反演模式作出相当于兰、绿、红三种单色象的负片, 当三个负片用各自合适的滤光片, 相继露光在彩色胶片上, 结果得到相应颜色的色指数象。

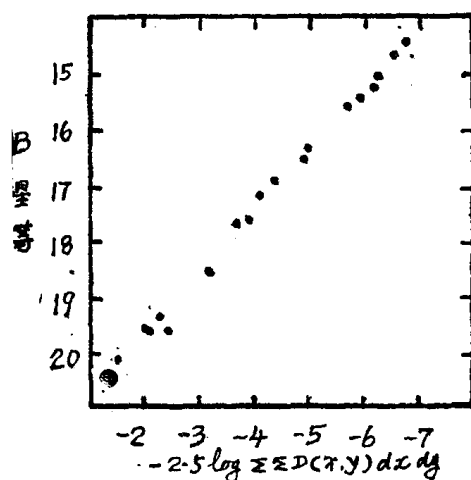
**象的增强和清晰化** 一个简单的应用是减低背景浓度, 增强暗淡象对于背景的反衬。在用付里叶转换方法使模糊象清晰化时, 目前已可用高速计算机成功地进行计算<sup>[4]</sup>。在最简捷的情形, 这问题联系到解积分方程:

$$I_a(x, y) = \iint_{\text{象}} I_t(x', y') P(x-x', y-y') dx' dy'$$

其中  $I_a$  是模糊象,  $I_t$  是真象,  $P$  是点弥散函数。真象的转换是将弥散函数的转换除模糊象的转换而得到。在实际应用中, 象转换的高频项虽小, 却包含由噪音而来的假信息。弥散函数的转换在高频也是小的。因此, 解的简捷方法包含小除数的经典问题以及在象中高频项的放大。虽然在实践中所能得到的真正锐化量为噪音所限, 在某些应用中所得结果是很 有 意义 的。

**找寻和发现** 在这方面的潜在应用是无限的。与目视检查一对底片的方法相比, PDS 的优点在于能够检测出精细现象。这些现象, 由于在理介  $r$  值(底片特性曲线的斜率)的差异、片与片间不同天空背景 的浓度以及好些其它细微的引起误解的效应等的不确定性, 往往被目视观察者所忽视。给于计算机以应用哪些改正和定标的知识, 就能使它具有更大的可靠性去寻找细微的差异, 并对于发现的有意义天体立刻提供具体的资料。这方面可能有丰富的收获, 尚待研究者进一步去发掘。

加州大学的 King, I. 在安装、使用 PDS 之后, 对于底片的自动测量提出一些看法和建议。他认为这仪器的一个要点是软件的控制而不是进入到机器中的硬件。更重要的是归算数据方法的仔细考虑。若计算中心送给天文家的是充满数据的磁带, 要他自己来处理这些数据, 这是很不好的。最好的措施是计算中心在自己计算设备上提供数据的直接归算; 至少, 提供使用者在自己工作地点的计算机上可以进行的程序。



图IB25 球状星团M13中18颗标准星的B星等和面密度的对照

测量的方案是很重要的,它对于测量和归算所需的时间和人力很有关系。一个很好的例子是测量象管上所记录的阶梯光栅光谱片,其上有好多条因象管畸变而形成弯曲的光谱。最粗糙的过程是对整个照片的来回扫描,产生极大量的数据,以致处理和归算要耗费很多时间。一个好得多的选择是控制显微光度计,使它沿着弯曲的光谱条扫描,这样可得到一组沿着光谱的单向描记,易于处理。另一个例子是恒星和星系的直接照相,这照片可能含有 $10^8$ 或更多的象元,但大部是空白天空。这里策略思想更是重要,关键在于寻找和分析重叠在天空背景上的几千个天体。

但是测量方案基本上又是一个合适地发展软件的问题。例如,一个星系的等光度图,它的获得是由描记第一张照片,把好些象元平均为一个大的象元,然后同样处理第二片,并完全相同地排列,逐点平均这二者,最后把数据序列变换为等光度图。实际完成这全部过程的时间固然不到1小时,可是这种快速性是在经过了几个月设计的程序基础上得到的。

因此,不论从哪个角度使用“自动”机器,中心问题是编程序。编程序工作的大部分必须由从事研究的天文学家自己来做。这个问题是不断发展的,它本身是一项研究。重要的是要使从事研究的天文学家自己成为最大的参与者。

自动化测量仪器对于天文学的潜在作用是革命性的,但是这潜在作用实现之前必须做大量的编程序工作。非常需要从事同类工作的天文学家之间的合作,以减轻全部工作的负担。

一架PDS的价值,视计算能力和设置的地点而定,大致10万到25万美元。Berkeley分校的一架PDS分三部分,即显微光度计本身价值4万美元,计算机4万美元,输入、印刷输出、电传打字机、显示器4万元,共计12万美元。

### 参 考 文 献

- [1] Wray, J. D. & Benedict, G. F., (1974), *Proce. Soc. Photo-Opt. Instrumentation Engineers*, 44, 137.
- [2] Vaucouleurs, G. de, (1969), *Astrophys. Lett.* 4, 17.
- [3] Westlund, B. and Wall, J. (1969), *A. J.* 74, 335.
- [4] Cooley, J. W. and Tukey, J. W. (1965), *Mathematics of Computations*, 19, 297.

## 6. 美国红外天文学概况

第二次世界大战后,市场上已供应高敏度的硫化铅光导探测器,五十年代用来接收太阳的红外辐射。直到六十年代初,引进了冷却的光导探测器和测辐射热计,同时因合适的滤光片和低温技术的发展,才大大地增进了探测红外天体的功能。 $1500^{\circ}\text{K}$ 的黑体辐射的峰值在 $24\mu\text{M}$ ,可在地面观测,用62吋望远镜作普查,发现了2万个冷星和星前天体。大气吸收限制了地面观测只能在近红外区几个波段进行(目前把 $1-25\mu\text{M}$ ,  $25-1000\mu\text{M}$ 分别称为近红外区和远红外区。)不过,近年来,飞机、气球、火箭和人卫技术的进步,有可能观测整个红外波段。

红外波段有丰富的宝藏,到目前为止,仅仅发掘了一小部分,极待开发;例如:

(1) 天体温度小于 $4000^{\circ}\text{K}$ 的辐射主要在红外区,包括月亮,行星和冷的银河系天体,尤其象星胚等天体。

(2) 红外波段提供独特的犀利武器,以探测深陷在尘埃中的区域,如银河中心、H II区和浓密的暗云。

(3) 许多特殊的星系和类星体,发射强的红外辐射。

(4) 许多天文上重要的分子, 如 $H_2$ 的振动和自转的线光谱在红外区。

红外观测因此可以解答天文学下面的重要问题:

(1) 从气尘物质浓密云的坍缩而形成恒星的过程以及它们此后的演化。

(2) 有些星系核的非常高光度的能源。

(3) 在银河系中气尘物质的普遍分布以及同恒星含量和银河系结构的关系。

(4) 星际介质组成的丰度, 分布和运动。

(5) 宇宙背景红外辐射的能量。

由于红外天文学的重要性, 70年代初美国天文调查委员会向美国科学院提出的十年计划中, 红外天文学就是最优先发展的四个重点项目之一。这委员会建议以五百万美元建造一架100吋的红远外望镜, 每年花二百万元, 加强空间和地面的红外工作。

就观测条件说, 红外观测, 白天也可进行。白天天空的可见辐射由太阳辐射的散射所产生。此外, 还有热辐射, 近似地可作为 $300^\circ K$ 的黑体辐射。所以白天辐射可分为两部分, 散射主要在波长 $\lambda < 4\mu M$ , 热辐射主要在波长 $\lambda > 4\mu M$ 。总之, 红外观测, 对于波长 $> 5\mu M$ , 日夜没有什么区别。白天在 $10\mu M$ 和 $20\mu M$ 窗, 也可在 $5\mu M$ 窗, 是完全可能观测的。为了延长白天观测, 并不过多损害晚间的宁静度, 须加装设备, 使太阳光不直接射入园顶, 中午前后可能要关闭圆顶几小时。一个低的热惯性地板, 或者人工冷却地板是有好处的。

在我们恒星组两名成员参观的单位中, 除了纯粹搞太阳观测的 Sacramento 峰天文台和大熊湖天文台外, 没有不在进行红外观测研究的。即使象美国海军实验室的空间科学部门, 虽然主要研究日地空间和太阳系, 早在六十年代后期已在火箭和飞机上用液氮冷却的望远镜, 在 $10\mu M$ 到 $1000\mu M$ 波段范围内, 作天空普查和极光发射的研究, 也观测红外星如 IRC +10216。此后, 一直在改进设备, 并制造新型的付里叶光谱仪, 用在高空观测。

Harvard天文台和 Smithsonian 天体物理台所组成的天体物理中心, 红外天文的工作分量已不亚于光学天文。成功地在高达9万英尺的气球上, 用40吋望远镜, 经遥控对银河系选区作远红外描图, 包括NGC7538、火星、猎户A和W<sub>3</sub>, 分辨率可达0.5弧分, 接收器是用电荷偶联器件相机。

天体物理中心和亚利桑那大学合作研制的多镜面望远镜主要是为红外观测设计的。

德克萨斯大学天文系和麦克唐纳 (McDonald) 天文台目前是一个很活跃的天文机构, 参观访问后, 大家印象较深, 收获也较多。这里只谈谈它红外方面的工作。它和喷气推进实验室 (JPL) 合作, 建成一架Connes型的干涉仪, 可到 $5.5\mu M$ , 分辨率高达 $0.03\text{cm}^{-1}$  (以 $\lambda = 2\mu M$ ,  $\tilde{\nu} = 5 \times 10^3\text{cm}^{-1}$ ,  $\tilde{\nu} / \Delta \tilde{\nu} = 1.7 \times 10^5$ ) 这天文台的 Lambert, D 等用它来测定巨星和超巨星中在 $1.6$ 和 $2.3\mu M$ 处的CO带内同位素 $^{13}C$ 和 $^{12}C$ 数目的比值, 以校验他们在 $8000\text{\AA}$ 左右CN带所得的好些结果。 $8000\text{\AA}$ 的光谱是用这台特有的 Tull 所制造的折轴阶梯光栅扫描仪<sup>[1]</sup>进行的。他们一连写了七篇文章, 尚未正式发表的第七篇总结了观测38颗巨星和超巨星的结果, 认为 $^{12}C$ 和 $^{13}C$ 数目比的低值, 简单的恒星内外物质的混搅不足以解释, 必须也考虑抛失质量, 沿子午圈的混搅, 氢耀亮 (Flash) 和低质量伴星所引起的作用等因素。这项资料对于恒星在巨星和超巨星阶段的演化是很重要的。

在基特峰国立天文台, 我们参观了4米望远镜的折轴付里叶光谱仪, 波段在 $1-10\mu M$ 。用盐 (NaCl) 结晶体来作为光束分离器, 用激光来控制光程差。消除仪器和天空背景辐射是采用快速更换星和背景天空的观测, 每30秒一次。调制频率为1.8兆周, 最大分辨率为1.05波数。接收器为铯化铟光压 (Photo-voltaic) 探测器, 在液氮中冷却。目前最大光程差为



10cm, 新造的可达100cm。计算机控制付里叶光谱仪, 是和一般控制观测仪器一样, 通过接口 (interface), 联系两者。计算机一般购买现成商品, 象麦克唐纳台, 大都是小型 Nova 一类计算机, 接口装备台内自己设计制造。目前白天观测红外亮星, 如冷蒺藜型变星猎户 U。

11月28日夜, 我们参观基特峰台。50吋镜正用象管在  $2-4\mu\text{M}$  观测  $\text{W}_3$  和  $\text{H II}$  区, 以便和射电象作比较。4 米镜正用付里叶光谱仪在观测  $11\mu\text{M}$  处的木星上  $\text{NH}_3$  光谱。光阑直径约 6 弧秒, 木星直径约 40 弧秒, 故可在园面上观测 5、6 点。用月亮光谱来扣除大气的影响。这些通过计算机, 接口, 当时就可在显示屏上表现出来。

在基特峰台的 Tucson 总部光学车间内, 正为空军磨制红外反光望远镜的 3.2 米镜面。在它的实验室中, 有一架高分辨付里叶光谱仪, 可分辨  $1\text{ \AA}$ , 对于  $1\mu\text{M}$ , 分辨本领相当于 10 万。

红外天文在基特峰天文台已是一项普遍开展的工作, 对于行星、太阳、恒星、星云, 一直到星系, 从事红外测光和红外光谱工作有十多项之多, 甚而利用 1.5 米太阳望远镜在晚上来作晚型恒星红外光谱,  $1.5-2.5\mu\text{M}$  波段的观测, 以求这类恒星中化学元素的丰度。

亚利桑那大学的天文部门由天文系、月亮行星实验室和 Steward 天文台组成, 对于红外天文有独特的贡献。

月亮行星实验室的 Low, E. J. 教授发展和应用低温锗 (Ge) 测辐射热计, 导致在红外天文方面的重要新发现。他近年也制成了远红外滤片, 并介绍这项新技术<sup>[2]</sup>。这实验室已进行了六次气球飞行的红外观测, 对于沿银河面的由亮源所形成的弥漫发射带作了描图。并参加荷兰、英国和美国合作的红外卫星计划, 主要贡献在于使在人卫轨道存在期内, 保持 0.6 米望远镜处于液氮低温。此外, 对于类星体、塞佛特星系等高能星系, 也作了红外观测。对于行星大气中各种分子的红外光谱作了较多的研究。

另外, 值得一提的是 Low 等近年制造了第一架红外空间干涉仪。所谓空间干涉仪是, 进入物镜前就有两路光, 办法是在物镜前加挡光板, 沿一直径在板上对称地开两个圆孔, 令光进入望远镜。(付里叶光谱仪是光束进入远镜, 经物镜反射以后, 才分成两路。) Low 等 1975 年观测了 12 颗星, 用月亮行星实验室在 Catalina 天文台的 155cm (61 吋) 反光望远镜和 Steward 天文台的 229cm (90 吋) 反光望远镜, 圆孔的直径和两孔间的距离分别从 12 到 36cm 和从 102 到 187cm 间变动。观测的波长是  $5\mu\text{M}$ , 带宽为  $0.7\mu\text{M}$ 。红外象落在有三个孔隙的屏蔽板上, 孔隙宽度和距离等于干涉条纹的宽度 ( $\sim 0.5\text{mm}$ ), 一组条纹的辐射, 通过孔系落在铍化钢接收器上。接收器、屏蔽板和滤片都冷却到液氮温度。在每圆孔直径和两孔距离所测得的亮度正比于条纹亮度, 从后者可导出被测天体的大小、形状和亮度分布。这样测得的红外星半径提供了红外星的结构和演化的基本数据。最终将应用到了解红外星系的疑难问题。由这项观测已获得若干红外星象大犬座 VY 以及著名的  $\text{IRC} + 10216$  等星的半径数据, 和用其它方法所得是一致的<sup>[3]</sup>。

Steward 天文台的好几位主要天文学家都是专长在红外方面。参观该台时, 除台长 Strittmatter, P. A. 读了他在蝎虎 BL 天体方面的工作进展外, 其它三位都按预定提纲讲红外工作。Hoffman, W. F 教授原来在宇航局空间研究 Goddard 所进行高空气球的红外普查, 从六十年代末到现在发表的文章, 都是高空远红外工作。他主要介绍了液氮冷却的气球所载的 40cm 望远镜。Thompson, R. I. 付教授介绍了付里叶光谱的新设计, 它的独特之处是平面镜的移动不是传统的磁圈驱动, 而是用结合印刷电路的马达和测微器来传动; 反光镜的恒速

运动是藉助于He-Ne塞塞, 通过两次反馈以控制马达的转动来达到。波段的工作范围是1—6 $\mu\text{m}$ 。用这仪器已得到牧夫座 $\alpha$ 星在1.6和2.2 $\mu$ 处的光谱, 分辨率是8 $\text{cm}^{-1}$ ; 所得光谱需要五分钟积分时间, 故适宜于暗天体中低分辨率的工作。作者认为这项驱动是可靠、简单, 并且经济<sup>[4]</sup>。

加州理工学院很早就重视红外工作, 2.2 $\mu\text{m}$ 红外源星表的完成引起了天文界广泛的兴趣。现在该院物理系教授Leighton, R. B. 正从事在已建成毫米波天线10米镜的基础上, 续建10米镜, 为红外观测之用。这学院所属Palomar山天文台的五米镜往往在白天用来作红外观测。12月4日我们参观这台时, 下午红外天文专家Neugebauer, G. 正开始对河外星系作红外观测。

Palomar山天文台和Wilson山天文台在研究方面由Hale总台领导。Hale台近年在红外方面工作有银河系中心2.2 $\mu\text{m}$ 描图, 红外星云的测量, 红外源和星胚的观测, 用在智利的Las Campanas天文台1米镜观测南天红外源, 并对X射线源, 如天鹅X-3的2.2 $\mu\text{m}$ 的观测等。

加州大学Berkeley分校天文系的恒星工作大部分是红外光谱, 如研究晚型星10 $\mu\text{m}$ 区的发射, M型星中3—5 $\mu\text{m}$ 范围内OH、SiO和H<sub>2</sub>O等的吸收。晚型星2 $\mu\text{m}$ 的普查, 企图对于晚于M5星建立光度判据, 以及热星的红外10—20 $\mu\text{m}$ 的普查等。

这分校的物理系对于红外天文也做了不少工作。用一个由温热Fabry-Perot干涉仪和一个冷却的光栅组成的光谱仪, 第一次在2个行星状星云和一个H II区, 于18.7 $\mu\text{m}$ 测得S III的精细结构谱线。并建成一个1米望远镜放在气球上, 用以作远红外普查, 以7个辐射测热计来观测10—1000 $\text{cm}^{-1}$  (10—100 $\mu\text{m}$ ) 中几个频带。

这系的Chiao, R.和Townes, C.用10 $\mu\text{m}$ 超外差(heterodyne)光谱系统第一次在恒星大气和绕星壳层中分解了SiO在8 $\mu\text{m}$ 附近的基本带; 并用串连(tandem) Fabry-Perot光谱仪测量若干南天H II区和北天行星状星云的Ne II线的精细结构, 也对银河系中心观测并描图。

加州大学的Lick天文台的3米反光镜白天也经常作红外观测。因为这台日夜温差小, 白天观测并不影响晚间的宁静度, 所以可以日夜进行观测。近年这镜每年往往用70来天进行红外观测。

## 参 考 文 献

- [1] Tull, R. G. 1972, Proceedings ESO/CERN Conference on Auxilliary Instrumentation for Large Telescopes, Geneva, May 2—5, p.259
- [2] Armstrong, K. R. & Low, F. J., 1973, Applied Optics, 12, 2007.
- [3] McCarthy, D. W. and Low, F. J., 1975, Ap. J. Lett. 202, L37.
- [4] Thompson, R. I. and Reed, M. A. 1975, P. A. S. P. 87, 929

## 7. 天体物理台 (以及太阳物理台) 的选址问题

### (i) 引言

今天天文工作面对的最严重问题之一是大气污染和电磁波辐射所引起的地面观测台站的退化变质。在建台的时候, 美国加州和亚利桑那州内大的光学天文台是在世界上最好的天文台的行列之中。但是, 现在由于附近城市夜天空照明的增强, 它们的工作目前或即将受到限制。

最早发现天空照明影响的是威尔逊山天文台, 它离开Pasadena城中心只有8英里。1918

年设置100吋望远镜时，这地址的条件还是好的。但到了三十年代早期，夜天照明显著增加，已不适合设置当时计划中的200吋反光镜，故而选择更远的Palomar山。现在威尔逊山夜天照明很强，每一平方弧秒的V星等为19等<sup>[1]</sup>，即比无人工照明的天空亮3个星等或16倍。因此，在威尔逊山的100吋望远镜在可见光和照相波段对极为暗弱天体的观测已无法应用，目前只能对较亮天体，如恒星高色散光谱和红外波段，进行观测。

美国另一有名的加州大学 Lick 天文台也发生严重的问题。Lick 台的夜天空一直到第二次世界大战后的前几年还是暗的，所以1946年计划新的120吋反光镜时毫不犹疑地把它放在原来台址哈密尔顿 (Hamilton) 山上。但是，战后大批人口迁移到旧金山湾区，结果哈密尔顿山近年夜天空相当亮，限制了某些观测工作的进行。初步测量说明，自从1948年以后，夜天空的照明，在B和V星等，每年增加 $0^m.05$ 。目前，天顶方向的夜天空比无人工照明的自然天空亮了2.5倍，在天顶距 $45^\circ$ 城市方向亮了4倍。结果是120吋镜的功能只相当于无人工照明处的60吋或70吋镜。在我们参观这天文台时，台长Osterbrock告，他们正在考虑Lick台迁移的计划。地址已选定，在它南面直线距离约80英里的Junipero山。现在等待上级批准，经费有着落，就可迁移。

即使离城市较远的Palomar山，它离洛杉矶和圣第阿哥两城市的直线距离分别约100和50英里，也受到影响，比无人工照明的天空，在天顶处约亮了 $\leq 0^m.1$ ，在天顶距 $45^\circ$ 向城市方向，约亮了 $\leq 0^m.2$ 。以这种天空照明作为一个潜在暗天台址所能接受的最高照明，Lick台的Walker, M.对离San Jose城不同距离的夜天空作了一系列实测，并假定城市照明和它的人口数成正比，然后画出曲线，如图I B.26所示，给出对于给定人口的城市所离的距离，在那里夜天的照明在天顶是 $\leq 0^m.1$ ，而在这城市方向高约 $45^\circ$ 的天空是 $\leq 0^m.2$ 。他把图中得的数据，对加州和亚利桑那州各较大城市作夜天空照明所达的界限图。结果表明，加州内的全部天文台和亚利桑那州六个天文台四个，已不同程度受到城市灯光的污染，对于其它两个天文台，将来的灯光污染也是很危险的。

#### (11) 最宜暗天空天体物理台的要求

本问题的严重性引起了国际天文界的重视，73年国际天文协会在悉尼的大会上成立了第50委员会，专管最宜暗天空恒星观测台址的鉴别和保护。这委员会积极开展工作，并得到好些国家的协助。这委员会成员经过一番调查研究后，提出一个最宜暗天空恒星观测台址的特征，包括下列六点<sup>[2]</sup>：

1) 晴天的最高百分数；2) 天文黑暗的最大时数；3) 暗天空；4) 高透明度；5) 最小的光学湍流；6) 未来极小的光和大气污染影响；

气象卫星给出地球上各处白天云量的数据，如载在1967—1970相对云量的全球图 (Global Atlas of Relative Cloud Cover 1967—1970) 内，由美国商业部和美国空军公布。这图表明，云量最少是在两个纬度地带，北纬 $10^\circ$ 到 $35^\circ$ 或 $40^\circ$ 以及南纬 $10^\circ$ 到 $35^\circ$ 或 $40^\circ$ ，视经

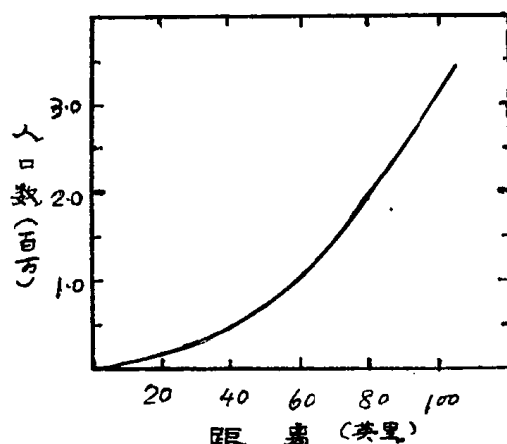


图 I B.26 对于不同人口的城市所离的距离，其处夜天的人工照明在天顶是 $\leq 0^m.1$ ，在城市方向 $45^\circ$ 高度是 $\leq 0^m.2$ 。

度分布而定。

天文黑暗最大时数的要求使最高纬度限落在 $40^\circ$ ，大于 $40^\circ$ 时暗天空时数，尤其在夏季天文黑暗的时数，减少很多。

暗天空条件则要求观测台址必须远离人工照明区，如可能，这种照明的未来发展应可严格管理。黑暗天空区的选择可参考卫星所拍的照片，也可以从上图的曲线所给出的数据，结合各城市人口数来作上述夜天空照明所达的界限图。图中曲线所用的城市夜天空照明是根据工业化很发达的美国城市的情况。我国和发展中国家同样人口的城市，目前的夜天空照明比美国的要低得多，但近似地可作为将来工业发达后的情况。

· 高透明度要求台址选在空气污染主要来源地的上风区，并且要在适当高的地区，以免受到由于对流从地表面升起的尘埃和悬浮微粒之害。不过，除了红外波段观测要求尽可能高的台址以减少大气水蒸汽外，台址不宜高过三千米或一万英尺，以免严厉的气候条件使工作效率降低和来访天文家对高山条件的不适应。

关于最小的光学湍流以得最好宁静度 (seeing) 的问题，近年有不少研究<sup>[3]</sup>。看来，最小湍流的基本要求是在台址四周有干而稳定的空气片流。这些条件是在海洋高压抗气旋 (cells) 的东面，其处海洋冷流有助于形成海岸热带的稳定 (mTs) (maritime tropical stable) 空气团。这种气团有好些特性，有利于产生好的天文观测条件：(1) 这种气团的上部表征着沉淀性和分离性，对于垂直扰动起着稳定性作用，并减低它们的湿度。(2) 气团的沉淀性导致沉淀反转层 (inversion) 的形成，以阻止含有尘埃和悬浮微粒的地面空气的上升。(3) 由于来自海洋，这些气团含有较少的悬浮微粒，因此比大陆空气的消光性要低；与地形起伏的大陆相比，来自海洋的气流更倾向于片流性。

这些有利条件发生在地球表面五个地区，其处有主要的海洋冷流。因为大气环流形式一般从西到东，海洋热带的稳定 (mTs) 气团趋向于向在东面环绕它的大陆岸上前进，所以好的观测条件应该在沿岸山区第一行山脉上，其处仍保留着洋面上空的空气片流。因此，最好台址应该在高于反转层的山峰上。具备这些优良条件的五个地区是：

(1) 在东太平洋，沿美国加州西海岸以及向南延伸到墨西哥西海岸一带，在北纬 $20^\circ$ 与 $40^\circ$ 之间。

(2) 在东太平洋，沿南美西海岸一带，在南纬 $20^\circ$ 与 $40^\circ$ 之间。

(3) 在东大西洋，沿爱柏林 (Iberian) 半岛和非洲西海岸，在北纬 $20^\circ$ 与 $40^\circ$ 之间。

(4) 在东大西洋，沿非洲西岸，在南纬 $20^\circ$ 与 $33^\circ$ 之间。

(5) 在印度洋，沿澳大利亚西海岸和离岸地区。

大地区确定后，局部地形也得注意，山峰及其回周应具有凸出的轮廓，以减少这地区气流的湍动，并避免晚上因接触山坡所形成的冷空气胞带到观测地来。

这些条件提示，最佳台址可能是在上述地区的岛上，不仅在岛上气流更为片流性，而且光和大气污染的危险也较小，对将来的污染也易于控制。

(iii) 世界上潜在优良台址的展望

(1) 岛上台址。国际天文协会第50委员会的成员近年来对上面五个地区作了初步了解和实测，认为(4)和(5)地区，即在东大西洋南部和澳大利亚以西的印度洋，没有合适岛屿可作观测台址。在第二个地区，即东太平洋南部，智利以西海域，虽然宁静度很好，但晴天日数太少，也不适于建立台址。只有在第(1)地区，东太平洋墨西哥西海岸外有一个岛屿 Guadalupe ( $\lambda=118^\circ 15'$  西， $\phi=29^\circ 00'$  北) 可能是一个合适的暗天空台址，应该进

一步核实它的性质。在第(3)地区,东大西洋北部的两个岛 Tenerife ( $\lambda=16^{\circ}30'$ 西,  $\phi=28^{\circ}18'$ 北)和Madeira( $\lambda=16^{\circ}56'$ 西,  $\phi=32^{\circ}46'$ 北)是有兴趣的潜在台址,而附近另一个岛La Palma ( $\lambda=17^{\circ}52'$ 西,  $\phi=28^{\circ}45'$ 北)看来是一个卓越台址,应该确定地加以保护,以便将来应用。

(2) 大陆沿海台址。看来在澳大利亚的西海岸,由于缺乏足够高的沿海山岭,可能没有第一流的潜在台址。北非洲沿海岸,由于撒哈拉大沙漠的尘埃影响而没有沿海岸的观测台址。

就目前资料所知,在智利,看来还可找到质量类似Tololo、La Silla和Las Campanas的另外一些台址。在美国加州,大部分地区由于光污染的关系,不能考虑作为台址。剩下来最好沿岸台址就是上面提过立克天文台准备迁去的Junipero山。

在西南非洲可能有几个潜在台址,其中最好的是Gamsberg,第二个可能是Naukluft高原。关于前者的气象和观测资料已由Elsässer<sup>(4)</sup>和Birkle et al<sup>(5)</sup>公布。在这个地区,台址的优点是高透明度,年平均晴时数和智利台址相仿,年变化和智利的相反。在智利,最高的晴夜数约在10月到4月之间;在西南非,最高晴天数,约从4月到9月。这些地点作为台址,对研究银河系中心尤其可贵。Gamsberg的台址已为西德马克斯普朗克研究所占有,它在最近的大城市Windhoek的西南约120公里,目前并无光和大气污染问题。Gamsberg的宁静度和智利的La Silla的相仿,不过后者比Tololo稍差。无论如何,看来Gamsberg是一个重要的潜在台址,为了未来国际天文事业之用,应该加以保护。

国际天文协会第50委员会想了解上面讨论地区以外的世界其它台址的宁静度和其它观测数据。一个普遍勘查的计划是不易实现的。这个委员会建议天文家在各自国家中有机会研究台址时,采用在一些台址勘察中早已应用的仪器和观测方法,以便他们的结果可以直接和这些台站作比较,并希望这些台站详细地发表它们的研究结果。

#### (iv) 太阳物理台址的选择问题

国际天文协会第50委员会专管黑暗天空恒星观测台址的问题。台址的鉴别和保护问题,光学天文和射电天文差别很大。射电天文的保护问题早已由国际天文协会第40委员会和关于频率分配的国际协会(Inter-Union)来处理。在光学天文中,太阳观测所要求的条件固然和黑暗观测的条件有所不同,光的污染对它没有威胁,但大气和射电波的污染也同样要加以考虑,所以也有共性的一面。

关于光学天文台能够忍受射电发射量的确定的标准,这问题尚待进一步研究。不过,目前的资料提示,  $1 \times 10^{-5}$  瓦特米<sup>-2</sup> 的流量是可以忍受的,不致于干扰所用的电子设备。

从上面的讨论可知,观测恒星台址的要求一般要比太阳台址严格。(ii)中所提出的六点要求,除了第3点黑暗天空外,也适用于太阳物理台址。所不同的是对于恒星台址所提出的条件着重在晚上,对于太阳台址着重在白天。若是白天和晚上的气候和大气条件没有大的不同,那么适宜于恒星观测的台址也适用于太阳的台址。我们所参观的基特峰天文台,上面有4米反光望远镜作恒星和星系的观测,世界上最大的1.5米太阳望远镜也放在那里,作太阳表面的精细结构和磁图的观测工作,往往晚上用来作恒星的光谱工作。威尔逊天文台上有100吋和60吋反光望远镜,并有150呎和60呎太阳塔。这说明黑夜的天文观测和白天的太阳观测在一个台址中进行的先例是不少的。

不过,近来太阳台的选址不满足于同恒星台设在一起,要求单独选址的呼声很高。这是由于观测太阳表面精细结构的需要,对白天大气宁静度的要求较高,一般要求白天有相当大的时间百分比能观测1"以下的细节。这就不仅需要台址处在大的稳定大气区域内,而且希

望处在白天大气稳定度好的小气候区域内，这后者往往就同恒星选址有矛盾。例如一般的山区台址，局部气流在白天是沿山坡上升，观测视线穿过上升气流时，宁静度往往不好。晚上的气流沿山坡下沉，在下沉气流中的宁静度比较好。而在水面上的小气候情况恰好相反。

这次访美中，我们恒星组也随同太阳组参观了三个有名的太阳台：萨克拉门托峰 (Sacramento Peak) (下简称萨峰台)、大熊湖 (Big Bear Lake) 和圣费南多 (San Fernando) 台。萨峰台在高山上，海拔 9 千英尺；大熊湖是高山水库，湖面海拔 7600 英尺，湖南北宽约一公里，东西长约三、四公里，台址原来在一个小岛上，靠近北岸中段，离岸约几十米，现有隧连通。这两个天文台的观测结果都是第一流的。据各自的介绍，最好宁静度，两个分别是 0.3 和 0.6 弧秒。圣费南多台位于圣费南多峡谷内的一个小水库边上，海拔不高。据介绍说，夏天吹南风，风从湖面上来时，有好的宁静度，冬天风从北边岸上吹来时，宁静度就不好。

萨峰台建台较早，怎样选址，不详；可能是取其山高，在高寒森林区，远离城市的优点。大熊湖台建立仅十来年，台址的选择是经过一番精心考虑的。现任台长 Zirin, H. 自选址到建台，亲自掌管。他说，最初从航空地形图入手，初选 99 个台址，经研究比较，逐步削减。最后减到二个，都在湖中，一个就是现在的大熊湖；另一个位于大熊湖西南约七、八十英里，在泊洛玛山到威尔逊山的路上，靠近西海岸，多少受到海洋冷流所产生海岸稳定气团的好处。从地形、气候、大气宁静度等情况看，后者似乎要比大熊湖好些，但因湖底是淤积污泥，不坚实，建台造价太高，只好放弃。Zirin, H. 认为湖面上建台的优点在于：(1) 湖面温度低，不会产生对流。(2) 气流从湖面上过来，风向平稳，不会上下产生湍流。(3) 大气折射率的变动可写作  $\Delta n \propto \sqrt{(\Delta T + c \Delta W)^2}$ ，其中  $\Delta T$  是单位高度的温度梯度， $\Delta W$  是单位高度的湿度梯度， $c$  是常数。若湖面的大气温度比上层低，那么  $\Delta T$  和  $\Delta W$  的符号相反，使  $\Delta n$  值减小，有利于得到稳定的象。

表 IA1 访问参观有关恒星物理单位

日 期	参 观 单 位	主要接待人
76年11月12日	海军研究实验室空间研究部	Friedman, H.
11月15日, 17上午	天体物理中心	Field, G. B.
11月16日	麻省理工学院 (MIT) 天体物理部	Burke, B. F.
11月18, 19, 20日	德克萨斯大学天文系和McDonald天文台	Smith, H.
11月23, 24, 26, 28日	国立基特峰天文台	Goldberg, L.
11月29日	Steward天文台	Strittmatter, P
11月29日	月亮行星实验室	Sonnet, C.
11月30日	Hopkins山天文台	Carleton, N. P.
12月2日	加州理工学院 (CIT) 天文专业	Oke, J. B.
14月4日	Palomar天文台	Oke, J. B.
12月6日	Wilson天文台	{ Babcock, H. W. Vaughan, AH., Jr.
12月8, 9日	加州大学Lick天文台	
12月10日	加州大学Berkeley分校天文系	{ Osterbrock, D.E Wampler, E. J. Kuhi, L. V.

太阳研究联合组织 (JOSO, Joint Organization for Solar Research) 为欧洲太阳台选择台址, 在Tenerife岛和La Palma岛上找到了白天太阳宁静度的卓越条件<sup>[6]</sup>。这二个岛正是上文提到的最宜的黑暗天空观测恒星的两个岛。

出国前, 听到对于太阳观测选台址问题, 有建议在湖边, 也有建议在高山上, 意见似未统一。近年北京天文台为此曾在三个地点作了实测, 认为湖边的台址较好。从上面的叙述, 我们可以了解湖面和高山都有好处, 湖面上可能有利于最小的光学湍流, 得到好的宁静度; 高山上可以得到高的透明度, 并有利于红外观测。两者各有特点, 互相补充。在岛上高峰, 如夏威夷的Mauna Kea或高山上的湖中, 象大熊湖, 兼有这两者的好处。

天文台的选址是一个比较复杂的科学问题, 很难说已经有了把各种因素都考虑完善的完整的理论。再则, 除科学需要的因素以外, 便于管理, 发挥效能以及降低投资等社会问题也不能不加考虑。

### 参 考 文 献

- [1] Walker, M. F. 1973, P. A. S. P. 85, 508.
- [2] President Report of IAU Commission 50, 1976, Grenoble, France; Contr, Lick Obs., №409
- [3] 1) McInnes et al, 1974, 94, 14-7  
2) McInnes & M. Walker, 1974, PASP., 86, 529-44.
- [4] Elsässer, 1972, Jahrbuch der Max-Planck Gesellschaft, P.84
- [5] Birkle et al, 1976 Astron. Astrophys., in press.
- [6] JOSO Annual Reports

## 第二章 太阳物理部分

### 天体物理学考察组

#### (一) 概 况

##### 1. 访问单位简介

在这次访美天文考察中,我们先后访问了十四个有太阳物理工作的单位(见表II A. 1)。它们的所属系统、仪器设备、工作人员和主要特色,可简略介绍如下:

(1) E. O. Hulburt空间研究中心——在华盛顿市,属于海军研究实验室,负责人为该实验室的主任科学家H. Friedman。在1968年成立时有工作人员140人。从1946年起,海军实验室就有一批人(R. Tousey等)从事太阳的紫外、X射线和粒子流观测,并取得了很大的成就。美国的轨道太阳观测站(OSO)、天空实验室等所用的仪器主要是在这里设峰计和制作的,观测资料也大部份在这里分析研究。目前正在为高能天文台(HEAO)、太阳年观测台(SOLMAX)等人造天体作仪器。

(2) 天体物理中心——在麻萨诸塞州剑桥,是哈佛大学天文台和Smirhsonian天体物理台联合设立的。负责人为G. B. Field,现有工作人员约140人。在八个业务组中,有一个太阳和恒星物理组,负责人为R. W. Noyes。太阳方面目前主要工作为分析天空实验室取得的X射线和冕洞观测资料,以及 $L\alpha$ 、C III、MgX等单色象。此外还有测量电子激发截面等物理参数的实验室设备。

(3) 麻省理工学院天体物理部——在麻萨诸塞州剑桥,由数学、物理、地球和行星科学、电机四个系联合组成,负责人为B. F. Burke,太阳物理方面的工作人员有S. Olbert等。他们利用天空实验室资料研究太阳风和太阳X射线单色象。

(4) 沙克峰天文台——全称为沙克拉门托峰(Sacramento Peak)天文台,在新墨西哥州的Sunspot村,海拔高度2840米。原属美国空军剑桥研究实验室(AFCRL),现在归属问题未定。台长为J. B. Zirker,工作人员共计55人。主要设备为1.1米真空太阳塔(高41米,不用定天镜系统,用计算机控制地平式望远镜)和三个多筒望远镜(Spar)。高山天文台的40cm日冕仪和Stokes偏振计也装在这里。这个台专门从事太阳研究,观测资料(包括白光、多种单色光、磁场、日冕、光谱等)的质量很高,能作超精细结构观测,经常能观测到0.3弧秒的日面细节,是难能可贵的特色。象黑子本影点、本影闪耀等现象都是在这里发现的。

(5) 基特峰天文台——在亚利桑那州Tucson市西南高山上,海拔2090米,是美国一个新兴的大型天文台。台长为L. Goldberg,工作人员约250人(1968年)。太阳物理方面主要工作人员为W. C. Livingston, J. W. Harvey, A. K. Pierce等。主要仪器是McMath太阳望远镜(定日镜口径208厘米)和真空太阳塔(定天镜口径61厘米)。这两台望远镜内装有40和512通道磁象仪,大型光谱仪。太阳单色光照象仪等。日常工作为扫描日面磁图和氢 $H10830$ 单色象,资料用电讯装置发送Boulder空间环境服务中心。这个台对一些经



表ⅡA. 1 太阳物理考察单位

日 期	单 位 名 称	主 要 接 待 人
1976年11月12日	海军研究实验室E. O. Hulbert 空间研究中心	H. Friedman
11月15日	哈佛大学和斯密松天体物理中心	G. B. Field R. W. Noyes
11月16日	麻省理工学院天体物理部	B. F. Burke
11月22日	沙克峰 (Sacpeak) 天文台	J. B. Zirker
11月26日	基特峰 (Kittpeak) 天文台	L. Goldberg W. C. Livingston
11月29日	高山天文台 (HAO)	G. Newkirk Jr.
11月30日	空间环境服务中心 (SESC)	G. Heckman
12月1日	国家地球物理和日地关系资料中心 (NGSDC)	A. Shapley
12月2日	加州理工学院天文系	H. Zirin
12月3日	大熊湖 (Big Bear) 天文台	H. Zirin
12月6日	威尔逊山天文台	H. W. Babcock R. Howard
12月7日	圣费南多 (San Fernando) 天文台	P. Richter
12月8日	斯丹佛大学天文计划	P. A. Sturrock
12月10日	加州大学柏克莱 (Berkeley) 分校天文系	L. V. Kuhl

典工作 (如太阳光谱吸收线的波长和线心剩余强度测定) 重新再作, 并对高分辨率太阳磁场和单色象, 高色散度日珥光谱以及太阳脉动等课题做了一些有意义的工作。

(6) 高山天文台——在科罗拉多州 Boulder 市, 属国家大气研究中心 (NCAR)。它的前身是 Climax 日冕观测站, 但这个站已在前年关闭。目前在 Boulder 只有两架小望远镜, 主要仪器放在夏威夷的 Mauna Loa 日冕站和沙克峰天文台。台长是 G. Newkirk Jr. 工作人员约三、四十, 其中有两个日本人。这个台以对日冕和色球的研究著称。它负责制作的白光日冕仪装在天空实验室上, 取得了关于日冕瞬时现象和日冕精细结构的大量资料。另外, 用OSO-8 的紫外光谱仪研究紫外谱线的快速变化, 有一些结果。J. Eddy 对1645—1715 年太阳活动长期宁静和当时的太阳自转作了研究, 颇具特色。

(7) 空间环境服务中心 (SESC)——也在Boulder, 属国家海洋和大气管理局 (NOAA), 而后者属美国商业部。主任是 G. Heckman。这个中心每天都收到大量的太阳观测资料, 包括空间的, 地面的, 光学的, 射电的。但是真正用于太阳活动预报的资料不多, 钻研预报方案的人也很少, 主要是 P. McIntosh, 他提出黑子磁场的新分类法, 并对日面大尺度磁场的分布和演化作了系统研究。服务中心以这些为主要依据, 作太阳活动的概率预报。预报由 WWV 电台每小时口播一次。

(8) 国家地球物理和日地关系资料中心——也在Boulder, 是NOAA所属六个资料中心之一。主任是 A. Shapley。工作人员约一百人。该中心搜集、保管、整理和出版大量资料。它既是美国的国家资料中心, 也是这方面的三个世界资料中心之一。主要出版期刊是《太阳—地球物理资料》、《电离层资料》和《日地物理世界资料中心A》。此外还有许多特种报告。该中心藏有大量的原始观测资料, 如 H $\alpha$  色球胶卷、太阳磁圈、单色光照片等等, 并有图象显示, 资料复印、电子计算机等设备。

(9) 大熊湖天文台——在加利福尼亚州Pasadena市东面160公里, 海拔2040米, 位于大熊湖(长约3哩, 宽约1哩)的一个人造岛上。该台属加州理工学院, 台长是H. Zirin, 工作人员仅约八人。这个天文台是水面选址的一个典范, 以太阳精细结构观测著称。目前唯一仪器是一架多筒望远镜, 包括三个镜筒。主镜筒为口径65厘米反光镜, 附有视频磁象仪、万用滤光器(西德产品)和自准直式光谱仪; 东面是22厘米折光镜, 有Fabry-Perot滤光器, 拍整个日面单色象; 西面小镜筒内装Halle滤光器, 在 $H\alpha$ 拍部份太阳象。该台已积累了大量太阳精细结构观测资料, 并发现了磁中性线两侧的成对亮点等现象。

(10) 加州理工学院天文系——在Pasadena市区内, 是以前G. E. Hale建立的Robinson天体物理台的旧址。目前在作太阳观测的仪器只是一架色球望远镜, 口径15厘米, 从事正规的 $H\alpha$ 照象观测。主任为H. Zirin。

(11) Wilson山天文台——在Pasadena市东北14公里, 属华盛顿的卡内基学会和加州理工学院, 目前与Palomar天文台合称Hale天文台, 这是一个著名的老天文台, 是本世纪初期Hale创立的。现任Hale天文台台长是H. W. Babcock。太阳方面的主要仪器是150呎和60呎太阳塔, 还有一架水平式Snow太阳望远镜。主要工作为太阳黑子磁场测量, 用光电磁象仪描记整个日面磁场, 以及 $H\alpha$ 和K线的太阳单色光观测。在这些方面已经积累了大半个世纪或二十多年的珍贵资料。近年来在太阳大尺度磁场的研究中R. Howard作了一些有价值的工作。这个台在Pasadena市内总部有光学车间、金工车间、图书馆等。目前经常在山上工作的人员仅八人。

(12) San Fernando天文台——在加州洛杉矶附近, 是1969年建立的一个新台, 原属宇航协会(Aerospace Corporation), 现在改属加州州立大学, 但经费问题尚未完全解决。现任台长为P. Richter, 工作人员估计约十人。该台位于一个小水库内的半岛上。园顶结构独特, 可使仪器在露天观测。主要设备为一架多筒望远镜, 主镜筒为60厘米真空反光望远镜, 附有光谱仪, 以及30厘米折光镜, 描 $H\alpha$ 和K线单色象。此外, 还有两架15厘米折光镜, 一架用滤光器作CN $\lambda$ 3840单色观测; 另一架装有视频磁象仪, 在FeI $\lambda$ 5324拍日面磁图。(视频磁象仪性能很好, 但目前在检修。)

(13) Stanford大学天文计划——在加州旧金山, 由stanford大学的应用物理系、物理系和电机系联合组成。负责人为P. A. Sturrock, 有关教师约二十人, 包括J. M. Wilcox, P. H. Scherrer等。主要仪器为一架30厘米的塔式太阳望远镜, 装有测量太阳整体磁场的磁象仪, 这在目前世界上三架同类型仪器中精度是最高的。此外, 还有一部人搞天空实验室的太阳X射线和远紫外光谱分析, 一些人研究日面磁场与行星际空间磁场结构的关系, 而Sturrock本人专门研究耀斑机制和模型。

(14) 加州大学Berkeley分校天文系——设有一个小天文台。主要供学生实习。实验室有一架PDS自动化等密度计。在空间科学实验室, 有不少为太阳观测设计和制作的仪器, 例如X射线望远镜、紫外光谱仪、太阳风电位测定仪、日面X射线源分布测定装置等。

## 2. 美国太阳物理工作的现状和动态

在上面一节, 我们扼要叙述了十四个单位的概况。可以认为除Michigan大学的McMath天文台, Lockheed天文台, Goddard飞行中心太阳物理部份等少数单位外, 美国从事太阳研究的主要机构我们都访问过了。根据我们了解的情况, 可以对美国太阳物理工作的现状和动向提出下面几点不成熟的看法。

(1) 从二十世纪初期起, 美国的太阳物理工作已在全世界占有比较重要的地位。例如 Hale 对太阳磁场的研究, 为太阳物理开辟了重要的新领域。他创立的 Wilson 山天文台的两个太阳塔, 使太阳观测获得了有力的工具。太阳空间探测也是在美国创始的。在五十年代和六十年代, 美国的太阳研究在人力和仪器两方面都有比较迅速的发展。目前他们的太阳物理工作规模很大, 技术很新, 研究课题也比较广泛。但是, 腐朽没落的资本主义制度必然会严重阻碍科学技术的发展。这表现为各自为政, 自由竞争, 重复浪费, 缺乏远见等等。他们的工作几乎没有统一的规划, 相互配合也很差。

(2) 三十年来, 美国对空间太阳研究十分重视, 一系列轨道太阳观测台 (OSO) 以及天空实验室的发射成功, 就是明显的例证。但是, 他们对地面的观测并没有忽视。大型太阳塔、磁象仪、日冕仪等不断制成, 并对地面选址给予足够重视。空间和地面互相配合, 互为补充, 能在地面做的工作就不在空间做。我们认为, 从美国的情况看来, 当前地面观测仍是太阳研究的主流。

(3) 近年来美国太阳物理工作的一个重要动向是千方百计提高空间分辨率, 争取观测太阳的精细结构。沙克峰天文台真空太阳塔的制作和大熊湖天文台的水面选址, 就是两个有效的措施。精细结构的观测导致一系列复杂微妙现象的发现, 为理论研究增添了许多新的题材。

(4) 当前世界各国的太阳物理工作者都极为重视太阳磁场的研究。这是因为磁场对太阳的 (尤其是色球和日冕) 的等离子体起了支配的作用, 并且是太阳活动的主因和根源。大半个世纪来, 美国在太阳的磁场研究方面一直占居主导地位。晚近二十多年来, 一系列磁象仪 (尤其是多通道磁象仪、视频磁象仪、Stokes 偏振计) 的制成, 日面大尺度磁场和磁场精细结构的研究, 太阳整体磁场的发现, 以及磁场内谱线形成理论的发展, 都使太阳磁场的研究不断向前推进。

(5) 新技术的广泛应用也是一个值得重视的动向。在这方面我们看到的事例是不少的。令人印象最深的是使用固态象管阵 (例如硅二极管阵) 作为辐射接受器, 来代替照象底片。固态象管阵的光电讯号可记录在磁带上。磁带经计算机处理后的结果可以在电视萤光屏上显示, 也能够纸张上复印, 或者用笔头把图象、曲线、文字等描绘出来。这样做既可以提高辐射接受的光量子效率, 避免照象观测的一系列误差, 提高观测精度, 还能大量节省观测者的劳动。在美国的天文台站, 计算机和自动控制的运用十分普遍, 几乎每台仪器都配备专用计算机。例如用自动化等密度计可以迅速而准确地作星体定位测量, 谱线轮廓描记和等光度曲线描记。用电视装置可以提高成象的清晰度。用富里叶光谱仪 (配有专用电子计算机) 作光谱观测, 可以提高分辨率和量子效率。

当然, 新技术的运用不限于太阳物理。这里不妨提到 McDonald 天文台用 2.7 米反光镜作激光测月, 可以使月地距离测量的理论误差缩小到几厘米。利用这样的测量结果, 可以验证广义相对论和引力常数不断减少的新理论, 还可以测定大陆漂移。这也是新技术应用的一个范例。

(6) 至于美国太阳物理工作的内容, 我们认为可以说是“中间大, 两头小”。绝大部分工作人员都从事观测和资料分析, 包括空间观测资料的研究。这方面的成绩比较明显。但是, 相对说来, 理论研究只是零敲碎打地作了一些, 似乎没有多少人对太阳的结构和演化, 太阳活动的机制和规律等重大课题, 进行全面的深入的探索。而另一方面, 应用研究也很少有人搞。特别引人注目的是太阳活动预报只由 SESC 一个单位负责, 而预报方案似乎只有 McIntosh 一个人在钻研。这些情况是资本主义制度下自由选题, 急于求成, 缺乏远见, 不

作全盘考虑的必然结果。

(7) 接着要谈到,近年来由于资本主义世界经济危机日以严重,美国科学研究和空间探测的经费不断削减,使不少科研单位濒临绝境。例如沙克峰天文台原属美国空军,现在由于予算紧缩,空军部门放弃了它,使这个设备精良,成绩卓著的天文台经费无着,归属难定。San Fernando天文台的情况与此类似。又如大熊湖天文台属加州理工学院,但听说学院只发给台长和另一名成员的工资,其余职工的薪金靠台长到处游说募集。由于职业没有保障,工作变动很大。例如哈佛大学天文台本来有一台光谱单色光照像仪( $S^2HG$ ),可用来测定太阳表面的磁场(包括纵向场和横向场)以及速度场,是一台颇有特色的仪器,但由于原来的主持人员离开这个单位,仪器无人照管,竟被拆散。高山天文台的日珥磁场测量仪,也遭到类似的命运。另外,资本主义社会中自由散漫成风,很多工作不能配合协作,例如大熊湖天文台经常取得质量很高的观测资料,但并不寄送预报中心,更谈不到和他们主动合作研究预报课题了。

## (二) 专 题 介 绍

### 1. 太阳空间观测

太阳的空间观测工作是从1946年10月10日开始进行的。那时美国海军研究实验室(NRL)用俘获的德国V-2火箭拍摄太阳紫外光谱,最短波长达到2100 Å。三十年来NRL以及后来成立的国家宇航局(NASA),继续做了许多工作。大致说来,从1946年到1960年是第一阶段,主要用火箭观测,拍出了500 Å以上的高分辨率光谱,得到L<sub>a</sub>谱线轮廓,测定了太阳X射线强度及其随太阳活动周的变化,还拍到太阳的X射线照片。1960年进入第二阶段,主要用人造卫星观测。到现在为止已发射了八个“轨道太阳观测台”(OSO),还有“太阳辐射”(SOLRAD)等其他用于太阳观测的卫星,对太阳(主要是XUV辐射)进行了长期的,系统的观测。在1973年5月,“天空实验室”<sup>(1)</sup>发射成功,这标志着太阳空间观测进入第三个阶段,即有人操纵仪器在空间作观测的阶段。天空实验室上的“阿波罗望远镜架”(ATM)共有九件太阳观测仪器(见表ⅡB1)。仪器的空间分辨率和光谱分辨率都较高,更有利的是取得的资料都可由宇航员分批带回地面。在将近十个月的飞行中,天空实验室获得了大量观测资料,例如用白光日冕仪拍到了0.5—5R<sub>⊙</sub>范围内的日冕照片35913张,用X射线望远镜拍摄太阳X光照片27922张,还拍到了大耀斑的X射线和紫外光谱。这些都是太阳研究的珍贵资料。利用天空实验室以及OSO-7、OSO-8等几次空间探测的大量资料,美国天文工作者做了不少有意义的分析研究,有关工作还在继续进行中。根据我们在访美考察中了解到的情况,以下几项工作值得介绍。

(1) 耀斑——耀斑的研究在当前太阳物理工作中具有突出的重要意义。前些年几个OSO已经拍到许多耀斑的紫外和X射线光谱,并发现若干发射线属于极高度电离的金属离子,例如一条1.8 Å的X谱线,是二十五度电离的铁( $Fe_{xxvi}$ )产生的!令人惊异的是这样的谱线要求在三千万度的高温条件下才能形成。具有启发意义的是,在如此灼热的耀斑高温区,应当有核反应出现。

在天空实验室里,可以用紫外正入射有缝光谱仪和紫外单色光照相机这两架仪器同时作耀斑观测<sup>(2)</sup>。由于在1973—74年太阳活动水平很低,观测到的耀斑不多,但有一个较大的收获,即对1973年6月15日二级耀斑的(1)出现前,(2)闪光、(3)爆发、(4)冷却共四

表 II B1 空间实验室的太阳观测仪器

名 称	制作单位和负责人	波段 (Å)	光谱分辨率 (Å)	空间分辨率 (弧秒)	视 场	时间分辨率	记录方式	操 纵 方 式
白光日冕仪	高山天文台 R. M. Mac Queen	3700—7000	—	8.2	1.5—6R.	$\geq 40^s$	照相和电视	有人, 无人, 不照管
紫外光谱仪	NRL R. Tousey	3940—1940 1970—970	0.12 0.06	$2 \times 60$	距日面中心 $\pm 24'$	$\geq 0.15^s$	照 相	有 人
远紫外光谱仪	哈佛大学天文台 E. M. Reeves	1350—280	1.6	$5 \times 5$	$5' \times 5'$ $5' \times 5''$ $5'' \times 5''$	$5^m$ $5^s$ $40^m s$	光电或遥测	有人, 无人, 不照管
XUV单色光照相机	NRL R. Tousey	630—171	0.025	$2.5 \times 2.5$	$60' \times 60'$	$\geq 2^s$	照 相	有人, 不照管
X射线光谱望远镜	美国科学工程公司 G. Vaiana	60—3.5	带	$\sim 2''$	$48' \times 48'$	$\geq 2.5^s$	照 相	有人, 无人, 不照管
X射线望远镜	马歇尔空间飞行中心 J. F. Milligan	53—3	带	$\sim 2''$	$38' \times 38'$	$\geq 3.5^s$	照 相	有人, 不照管
H $\alpha$ 井1	哈佛大学天文台 E. M. Reeves	$6563 \pm 3.5$	—	$\sim 1''$	整个日面至 $4'.4 \times 4'.4$		照相或电视	有 人
H $\alpha$ 井2	马歇尔空间飞行中心 P. Hassler, Jr.	$6563 \pm 3.5$	—	$\sim 1''$	整个日面至 $7' \times 7'$		电 视	有 人
XUV监测器	NRL R. Tousey	171—500	无	$15'' \times 15''$	$60' \times 60'$	$1^s/30$	电 视	有 人

个阶段取得了完整的资料。从单色象可以看出,耀斑的能量释放发生在 $\leq 2''$ 的微小核心(Kernal)内。光谱分析告诉我们,这个区域的密度超过 $3 \times 10^{12}$ 厘米 $^{-3}$ ,温度高于 $2 \times 10^7$ °K,附近日冕的气体云的温度约为 $2 \times 10^7$ °K,气体云受下面的磁场控制。在耀斑之后出现的环状物,其能量来源可能就是这种气体云。在耀斑爆发阶段,过渡区谱线受多普勒致宽最明显。这表明高能质点从耀斑爆发的核心区沿着环状物向下运动,一直冲击到太阳表面。这可以说是对P. A. Sturrock的耀斑理论(例如见〔3〕, p. 331)的一个直接证明。

在耀斑产生前后,每隔10—20秒钟拍一条光谱,这样按时间序列得到的一整套光谱带表明,不同谱线增强和达到极大的时刻不尽相同。上面已经谈到,过渡区谱线在耀斑爆发阶段变宽。在文献〔4〕中谈到了FeXXVI, FeXXV等高度电离离子的谱线出现在耀斑的闪光阶段。还要补充说明,一些禁线(例如OIV  $\lambda 1400$ 、FeXII  $\lambda 1241$ )是在爆发阶段结束后才明显地增强。这与FeXXVI等的谱线出现的时间差可达10分钟左右。这大概是由于这些谱线(OIV等的禁线)是在较低的大气层里形成的。概括说来,耀斑最早出现在位于日冕中的高温核心区,然后沿着磁力线穿过日冕—色球过渡区,将耀斑爆发的效果逐层向下传播,可见区的H $\alpha$ 耀斑是一种次级效应。可以认为,Sturrock理论所提出的这些基本概念,已经为空间观测所证实。

对这个耀斑白光光谱的更详细的研究见Doschek的两篇文章〔5〕。他详细介绍了仪器结构、观测方法、资料处理和研究成果。值得提到的是:(1)文章给出了0.5—3Å、1—8Å、8—20Å和FeXXI  $\lambda 1354$ 的强度随时间的变化曲线对比。可以看出,各波段辐射到达极大的时刻略有差异。(2)一些谱线的强度和宽度不断地随时间变化。就宽度来说,变幅达两、三倍。(3)Si IV  $\lambda 1402$ 、NV  $\lambda 1239$ 等谱线的轮廓可以用2分量模型来解释,即是一条轮廓由两条高斯轮廓合成,而用两条高斯轮廓可以求及两部份气体的温度和相对速度。一部份是稳定的(R),另一部份是运动的(B)。后者的视线速度为80—50公里/秒,方向为离开太阳。B部份只是在耀斑开始的前两分钟看到,R部份都是从耀斑开始到结束都看得见,共观测23分钟。估计这一部份的长度仅约30—360公里。(4)B部份的电子密度 $\geq 10^{13}$ 厘米 $^{-3}$ ,R部份为 $1.5 \times 10^{11}$ — $10^{12}$ 厘米 $^{-3}$ 。

附带谈到,天空实验室上的X射线望远镜也观测到这个耀斑,结果见〔6〕。从2—17Å的X辐射可以推导出电子密度为 $5 \times 10^{10}$ 厘米 $^{-3}$ 。此外,在耀斑极大时,电子温度 $T_e = 1.1 \times 10^7$ °K,辐射体积 $V = 1.1 \times 10^{28}$ 厘米 $^3$ ,辐射量度(emission measure)  $n_e^2 V = 2.8 \times 10^{49}$ 厘米 $^{-3}$ 。

还应谈到,对1972年8月4日和7日大耀斑,OSO-7在0.5和2.2MeV观测到两条 $\gamma$ 谱线,可以认为各由正电子淹没和中子被氢俘获产生。还观测到很强的连续辐射,可能是相对论性电子的磁阻尼辐射。

由于耀斑X射线光谱研究的需要,近年来海军研究实验室等单位一方面制作了一批观测仪器,例如SOS-6上面的Bragg晶体光谱仪、天空实验室的正入射有缝摄谱仪;另一方面创立了一些工作方法,例如高度电离离子谱线的证认,以及等离子体诊断法(Plasma diagnostics)。诊断法的内容是由谱线的相对强度及其变化,来探求等离子体(例如耀斑的高温等离子体)的温度、密度,偏离电离平衡的程度等。已经发现一些谱线的强度比值对某种物理参数很敏感,例如类氢谱线的禁线和相互组合(intercombination)线的比值对密度很敏感。这对通过光谱分析推求耀斑的物理参数及其变化很有用处。这些情况在文献〔7〕—〔9〕中有详细描述。

(2) 紫外谱线的快速变化——OSO-8上的紫外光谱仪, 空间分辨率为 $1''$ — $20''$ , 光谱分辨率约5万(可分辨 $30\text{m}\text{\AA}$ ), 监测 $\text{Sc II } \lambda 1817$ 和 $\text{CIV } \lambda 1548$ 两条谱线, 轮流测定它们的轮廓, 每28秒钟循环一次, 共积累两万多次观测资料。结果发现两条线的强度和多普勒位移都不断变化, 周期大约是 $5^{\text{m}}$ , 另外还有一个 $35^{\text{m}}$ 的周期。此外, 有时谱线会突然增强3—4倍, 红移量达10公里/秒。这些对紫外谱线来说可能是普遍现象。这项工作结果还没有正式发表, 只是在(10)中简略谈到。

(3) 日冕的精细结构——过去认为日冕基本上均匀的, 现在发现不是这样。在高分辨率( $\sim 5''$ )的X射线和远紫外单色像上, 可以看出活动区上空的日冕。这比一般的日冕亮, 温度约为 $3 \times 10^6^\circ\text{K}$ , 密度比一般的日冕高5倍, 温度梯度大4倍。另外, 日冕在X射线上的形状与磁场分布基本吻合。就范围来说, 与活动区相应的日冕明亮区域比太阳表面的活动区大得多。

冕洞 也是一个重要的新发现。从许多方面来说, 冕洞是活动区的对立面。冕洞的温度约为 $1.0 \times 10^6^\circ\text{K}$ , 比一般日冕( $1.8 \times 10^6^\circ\text{K}$ )低一些, 密度小两倍, 色球、日冕过度区的厚度大两倍, 下面的磁场也较弱。冕洞存在的时间很长, 一般有几个太阳自转周, 但它们受较差自转的影响很小。冕洞一般位于磁场的开放区域, 是高速太阳风的源泉。冕洞也是过去所说的太阳上的M区, 可以引起重复性的磁暴。附带谈到, 冕洞是用太阳的X射线和紫外单色像发现的, 这些资料只有通过空间观测才能得到。但是在地面上, 用 $\text{He I } \lambda 10830$ 单色像也可以看见冕洞。

在(11)中谈到, 天空实验室的紫外光谱仪曾经在白光太阳边缘上面拍到一个冕洞的光谱, 观测波段为 $1175$ — $1940\text{\AA}$ , 测出了47条谱线的强度和轮廓, 求得谱线产生区域的温度在 $8 \times 10^3$ 至 $2.2 \times 10^5^\circ\text{K}$ 之间。此外, 还测出了冕洞内物质运动的速度。

日冕瞬时现象(即是在几小时甚至几分钟内, 日冕的快速喷射现象)也是近年来太阳空间观测的一个重要发现。在OSO-7上面的日冕仪已经看到少数几次日冕瞬时现象。更完整的观测是用天空实验室的白光日冕仪(12)进行的。这架仪器是高山天文台制作的, 口径3.2厘米, 空间分辨率8—10弧秒, 可以观测 $1.5$ — $6.0R_\odot$ 的日冕。散射光强度约为日面亮度的 $2$ — $3 \times 10^{-10}$ , 这比日全食时从地面上看到的日晕暗3—5倍。用这架仪器从1973年5月至1974年2月共观测了227天, 发现较强的日冕瞬时现象有66次, 较弱的40多次。可以说, 在任何一次太阳自转周中, 大部份的日冕结构都受到瞬时现象的影响。

对较大的日冕瞬时现象来说, 物质抛射的速度高达500公里/秒, 抛出物质 $10^{15}$ — $10^{16}$ 克, 耗费动能估计为 $10^{31}$ 尔格、与一般耀斑的能量差不多。

当太阳活动较强, 日面上有若干个活动经度区时, 日冕瞬时现象在空间上的分布不明显。可是当太阳活动较弱, 活动经度区少时, 瞬时现象主要产生在活动经度范围内。

日冕瞬时现象与耀斑的关系似乎不密切, 而与爆发日珥的相关性更强一些。可是, 从另一方面说来, 二级和三级大耀斑都能引起日冕瞬时现象, 小耀斑却很少伴随瞬时现象。

最后, 应当指出, 日冕瞬时现象对日冕的演化可能有重要的作用。文献(13)(14)对日冕瞬时现象作了比较详细的介绍。

(4) 大针状物(macro-spicule)——这是又一个新发现。在冕洞边缘出现, 与 $\text{H}_\alpha$ 针状物相似, 但长达 $60''$ , 宽 $30''$ , 存在时间 $40^{\text{m}}$ 。大针状物是用天空实验室的 $\text{La}$ 、 $\text{He II } \lambda 304$ 以及 $\text{C III}$ 、 $\text{O VI}$ 等离子的谱线的单色像发现的。估计产生大针状物所需的能量比一般针状物约大100倍。

(5) 色球和日冕的加热机制——从光球往上, 温度起先减少, 大约在光球和色球的交界处达到极小, 以后不断逆升。色球温度有几万度, 而日冕温度竟高达一、两百万度。是什么因素使色球和日冕加热? 这是太阳物理学的一个重要问题。近年来多数人认为光球下面的对流层产生的声波把能量带出来, 在色球和日冕中耗散, 使这两层大气受热增温。但要仔细研究能量传输和平衡的问题, 就必须精确测定有关的物理参数, 而要测定参数就应分析色球和日冕的光谱, 主要是在空间拍得的紫外和X光谱。

一个有关的问题是测定最低温度, 为此最好的办法是研究在1500Å的紫外连续光谱的强度。这也需要空间观测。

(6) 行星际空间磁场和太阳风——在1965年Wilcox 和 Ness从IMP 人卫资料发现行星际空间磁场的扇形结构。近年来进一步了解到, 这种扇形磁场与太阳整体磁场有密切联系, 而冕洞、太阳风速度和地磁活动都与此密切相关。这些情况在〔15〕中有详细说明, 从文献〔10〕最末的一张附图也可以看出。

(7) 宁静太阳的色球网络〔16〕——用天空实验室的紫外光谱仪, 在1200—1500Å拍日面中心区一个超米粒的中心和边缘的光谱。对C II、OI等低温离子求得边缘的宽度约为10", 对OIV和NV等高温离子约为6"。超米粒中心和边缘的亮度对比, 随离子产生的温度 ( $8 \times 10^3 - 1.3 \times 10^5^\circ\text{K}$ ) 的增加而增加。对OIV来说, 最大反衬度为5。在产生OIV温度之上和之下, 反衬度都降低。对OI和SI谱线来说, 约等于1.5。超米粒中心和边缘的电子密度几乎相等。由OIV谱线求得的数值为 $4.6 \times 10^9 \text{厘米}^{-3}$ 。在冕洞内电子密度约小1.6倍。这些观测结果与Gabriel〔17〕的模型不尽相符。

(8) 各个活动区之间的拱形联络〔18〕〔19〕——从天空实验室拍摄的太阳X射线照片, 还可以看出一个有趣的现象, 即日面活动区不一定是完全隔绝的, 而往往有拱形圆环把它们联系在一起。在天空实验室飞行期间, 一共发现了大约一百个这样的拱形联络。已有的资料表明, 大多数拱形联结是在老活动区附近产生新活动区时出现的。值得注意的是在分别位于南、北两半球的活动区之间, 也可能有拱形联结。由于拱形联结的存在, 一个活动区往往可以从核心延伸到20°远处。这样一来, 活动区的范围可以达到40°左右, 有时还会更大一些。这种拱形联结的存在, 很可能意味着各个活动区能够互换物质和能量。这也许会导致太阳的活动区物理的进一步发展。

在本文结束的时候, 我们想附带提到在参观加州大学空间科学实验室了解到的一项新技术, 即利用低能电子流在月球和行星表面的反射情况来测定它们表面的磁场分布图(详细描述见文献〔20〕)。如果表面没有磁场, 电子不会被反射。反之, 如果表面有磁场, 电子会反射回来。受到反射的电子的百分比与磁场强度、范围和方向有关。运用这个方法, 在阿波罗15号和16号飞船的指令舱上发射电子流, 描出了月面赤道两侧纬度±40°范围内的磁场分布图。在这种图上可以分辨出1公里范围的磁场精细结构, 磁场强度的测量精度达0.01%。(1% =  $10^{-5}\text{G}$ 。)这也表明新技术对天文观测的重要性。

## 参 考 文 献

- 〔1〕 Tousey R., 1975, "The Skylob/ATM experiments of the NRL".
- 〔2〕 Brueckner G. E., 1976, Phil. Trans. R. Soc. London, A281, 443.
- 〔3〕 Švestka Z., 1976, "Solar Flares".
- 〔4〕 Neupert W. M., 1971, in "Physics of the Solar Corona", ed. C. J. Macris, P.



- [5] Doschek G. A., 1976, "XUV spectra of the 15 June 1973 solar flare observed from Skylab" (投寄 Ap. J.).
- [6] Pallavicini R. et al., 1975, Solar Phys., 45, 411.
- [7] Doschek G. A., 1972, Sp. Sci. Rev., 13, 765.
- [8] Doschek G. A., Meekins J. F., 1973, in "High Energy Phenomena on the Sun", p. 262.
- [9] Horan D. M., 1971, Solar Phys., 21, 188.
- [10] Goldberg L., 1976, "Solar ultraviolet and X-rays".
- [11] Feldman U. et al., 1976, Ap. J. Suppl. Series, 31, №3, 445.
- [12] Koomen M. J. et al., 1975, Appl. Opt, 14, 743.
- [13] Mac Queen R.M. et al., 1976, Phil. Trans. R. Soc. London, A281, 405.
- [14] Mac Queen R.M. et al., 1974, Ap. J., 187, L85.
- [15] Sheeley N. R., Jr., et al., 1976, "Coronal holes, solar wind streams & recurrent geomagnetic disturbance: 1973—1976" (投寄 Solar Phys.).
- [16] Feldman U., Doschek G. A., 1976, Ap. J., 209, 270.
- [17] Gabriel A. H., 1975, Phil. Trans. Roy. Soc. London A.
- [18] Švestka Z., 1976, in "Physics of Solar Planetary Environments", P. 137.
- [19] Noyes R. W., 1976, in "Frontiers of Astrophysics", P. 66.
- [20] Anderson K. A. et al., 1975, Sp. Sci. Instr., 1, 139.

## 2. 太阳的磁场

磁场对太阳黑子、耀斑、日珥等活动现象的形成和变化，对太阳活动的十一年周期，以及对整个太阳的结构和演化，都有极为重要的作用。这是不难理解的，几乎整个太阳（从大气到核心）都由高温等离子体组成，而磁场对等离子体的物态和运动具有决定性的支配作用。大半个世纪以来，太阳磁场的观测和研究主要是在美国进行的。早在1908年，G. E. Hale在威尔逊山天文台开始测量太阳黑子的磁场。1952年，H. W. Babcock创制了光电磁象仪。二十多年来，磁象仪的制作不断进步。光电磁象仪有了一些新品种，例如向量磁象仪和多通道磁象仪。另外还制成了照相磁象仪和视频磁象仪。由于积累了大量的观测资料，太阳磁场的研究工作也有了很大进展。在这次访美考察中，我们看到不少新型磁象仪，也了解到资料分析的新结果，特别是一些对太阳活动预报有用的一些新规律。下面分别作简略的介绍。

### (1) 磁象仪

1, 高山天文台的Stokes偏振计——这台仪器由高山天文台 L. L. House[1]等人设计，安装在沙克峰天文台，放在40厘米日冕仪后面。偏振计前面装有两个KD\*P晶体，用不同频率作光电调制。晶体后面有1/4波片和偏振光分离器。然后是光谱仪和一对光电倍增管。从光电倍增管输出的电讯号可以作叠合放大以及差分放大。叠合讯号与第一个Stokes参数I（强度）成正比，而差分放大的讯号，按不同的调制频率分别与其他三个参数Q、U（线偏振）、V（圆偏振）成正比，四个参数是同时测出的。有了这四个参数，磁场的纵向和横向分量、方位角、磁场向量与视线的夹角都可以算出。观测时把光栅来回转动，就可以对谱线轮廓上的各个点依次测出四个Stokes参数。利用测量结果可以描绘出磁场向量的分布图形。

用这个方法观测磁场,是最完整,最彻底的了。但是观测资料的解释十分困难。考虑到谱线是在一定的大气层内形成的,需要求解磁场内的辐射转移方程。为此,文献〔1〕列举出四个方法,都很麻烦。做这些计算,大概都须使用电子计算机。

这架仪器观测的空间分辨率是 $0.7 \times 6''$ ,色散度是 $7.7\text{mm}/\text{\AA}$ 。光栅每转 $0.0012\text{\AA}$ 停一下,在25秒钟内可以扫描75次。

用这种偏振计对黑子测出的磁力线分布基本上符合扇形模型。将来还准备用它观测日冕的磁场。

2,基特峰天文台的多通道磁象仪——为了提高光电磁象仪的空间和时间分辨率,基特峰天文台先后制成了40通道磁象仪〔2〕和512通道磁象仪〔3〕。它们的原理大致相似,主要差异是前者使用纤维光学,而后者采用集成线路二极管阵(IDA)。

40通道磁象仪在原理上等于40个光电磁象仪合并使用。它把狭缝上的太阳像分为40个单元(每个单元的空间范围是 $1/2$ ,1或2弧秒),用纤维光学装置联结到80个光电倍增管上。用这个仪器即可以测纵向磁场(用谱线 $\text{FeI}\lambda 5233.0$ ),也可以测横向磁场(用 $\text{FeI}\lambda 5250.2$ )。

512通道磁象仪用一对IDA在太阳像上扫描,每一个IDA都有512个单元。把日面分成四次扫描。整个圆面的角直径为2048弧秒。每一个硅二极管所占的空间位置正好是1弧秒。全部扫描时间为140分钟。所用谱线为 $\text{FeI}\lambda 8688$ 。光度记录的灵敏度达 $\Delta I/I = 3 \times 10^{-4}$ 。扫描结果记时录在磁带上。现在每扫描一次用一盘磁带。将来准备改为扫描五次合用一盘磁带。把磁带记录通过接口送进电子计算机,经过资料处理得到的磁图可以在电视萤光屏上显示,也可以用自动笔头在记录纸上画出来。目前用这个仪器每天描一张全日面的磁图,用电传装置送到Boulder的空间环境服务中心。如果不加偏振装置,可以用这架仪器扫描 $\lambda 10830\text{\AA}$ 氢单色像。在这种单色像上可以看出冕洞,这对太阳活动预报很有用。

3,大熊湖(Big Bear)天文台和San Fernando天文台的视频磁象仪——视频磁象仪的突出优点是时间分辨率高,可以在一瞬间使整个或一部分日面上的磁图同时成像。这对耀斑等突变现象的观测特别有利。要达到这个目的,必须首先在一条磁场敏感谱线范围内得到太阳的单色像。Giovannelli最早在澳大利亚造的視頻磁象仪,用两个Fabry-Perot干涉仪。这个系统可能调节不便。近来美国作的视频磁象仪都用窄带滤光器。就Big Bear和San Fernando两个天文台的滤光器来说,透过波带的宽度都是 $0.125\text{\AA}$ 。值得提到,这些滤光器都是一个光学技师D. C. Martin在私人小作坊里磨出来的。视频磁象仪前面有偏振和光电调制装置,后面用计算机作两种偏振光所成太阳像的相减,并在电视萤光屏幕上成磁图像。Big Bear天文台用照相机拍摄萤光屏上的磁图照片,每15秒钟拍一张。San Fernando台的仪器性能更好一些,既可以作电视显示和拍照,也可以作磁带记录。每 $1/60$ 秒有一张偏振单色像, $1/30$ 秒作一次像减,即成一张磁图。一次观测只看到 $1/4$ 日面,上面有 $234 \times 234$ 个点。用这两架仪器都只能记录纵向磁场。

还须谈到,这两架视频磁象仪都使用 $\text{FeI}\lambda 5324$ 。这条谱线的Landé因子不算大, $g = 1.5$ ,选择这条线是不得已的。唯一的原因大概就是它比较宽,半宽度约为 $0.3\text{\AA}$ ,这时 $\Delta\lambda = 0.125\text{\AA}$ 的窄带滤光器勉强可以用。如果采用 $\lambda 6302$ 这样的常用磁场观测谱线,半宽度仅为 $0.13\text{\AA}$ ,势必要用 $\Delta\lambda \approx 0.05\text{\AA}$ 的更窄带滤光器,但这在目前还作不出来。可是 $\lambda 5324$ 这条线可能存在温度敏感问题,也许会像 $\lambda 5250$ 一样使磁场测量结果蒙受重大的歪曲。这两个天文台的有关人员都认为这是一个值得研究的问题。

4, Stanford大学的太阳整体磁场测量仪—太阳的整体磁场(即是把太阳当作一颗恒星观测到的磁场)与行星际空间的磁场有密切关系,而行星际空间的扇形磁场结构对地球物理现象影响很大。因此近年来太阳整体磁场的研究受到重视。目前世界上一共有三个地方测量太阳整体磁场,除Stanford大学天文台外,还有Wilson山天文台和克里米亚天文台,但它们的观测精度都远逊于Stanford大学。

Stanford磁象仪装在一架塔式太阳望远镜下面。定天镜第一镜口径为33厘米,第二镜52厘米。用类似针孔成像的办法使直径为2.5厘米的太阳像上各点的光全部穿过狭缝,射到准直镜上。狭缝长10厘米,宽100微米。用像分割器(image-slicer)使整个狭缝都照满。光栅刻线面积 $15 \times 13$ 厘米,用5级光谱,色散度 $13\text{mm}/\text{\AA}$ ,工作谱线 $\lambda 5250$ 。也用KDP晶体作光电调制,频率为110周/秒。每隔 $1/10$ 秒得出一个记录。测量误差0.08G。仪器偏振从早到晚不断变化,平均为0.2%。用这样的仪器只能测出纵向磁场强度。

这台仪器已经正规观测一年半,积累了不少资料,并取得了一些有意义的成果,主要是:

- ①太阳整体磁场的强度 $\leq \pm 1\text{G}$ 。
- ②太阳整体磁场与行星际空间磁场的扇形结构密切相关。二者的极性转换完全吻合。
- ③当冕洞出现时,整体磁场的极性转换推迟两天,并且这时整体磁场的强度变化幅度增大。不过这种情况只观测到两次。

消除仪器偏振的方法是这样的:除磁敏谱线( $\lambda 5250$ )外,还观测一条完全非磁敏谱线( $\lambda 5124$ )。后者给出的磁场强度代表仪器偏振。真正的磁场强度为 $H(\odot) = H(\lambda 5250)$

$-0.7H(\lambda 5124)$ 。这里需要有一个系数0.7,因为两条谱线轮廓的斜率不一样。

附带谈到两点:(1)作为全世界第一架磁象仪的威尔逊山天文台的光电磁象仪,近年来有了一些改进。主要是用固体象管扫描,用磁带记录,用计算机处理资料,以及自动描磁图(用红、蓝两种颜色表示两种极性的磁磁场)和速度场分布图。(2)磁象仪的观测对象已不只是太阳。Palomar山和Wilson山天文台都用磁象仪装在大望远镜上,作恒星磁场观测。精度比过去观测提高了一个数量级。

## (2) 太阳的大尺度磁场

太阳上存在着许多类型的磁场,近年来受到特别重视的是大尺度磁场,即是范围相当于或大于活动区的磁场。大致说起,这样的磁场有两种,即局部磁坊(如极区磁场、黑子群磁场、日珥磁场)和扇形磁坊。至于太阳的普遍磁场,严格说来也只能算是局部磁场,因为它主要存在于两极区域,而在极区之外,尤其在赤道附近,几乎看不出普遍磁场的踪迹,对局部磁场,可以用磁象仪直接测量,但是扇形磁场是从行星际空间的磁场反推出来的,一般须把太阳当作一颗恒星来观测,才容易测出来。应当指出,局部磁场与扇形磁场的性质不大一样,它们的主要区别是:(1)前者受太阳活动周的影响很明显,表现为极性反转、纬度迁移等;而后者与太阳活动周的关系不大。(当然不是完全无关,例如在<sup>[4]</sup>中谈到,在太阳黑

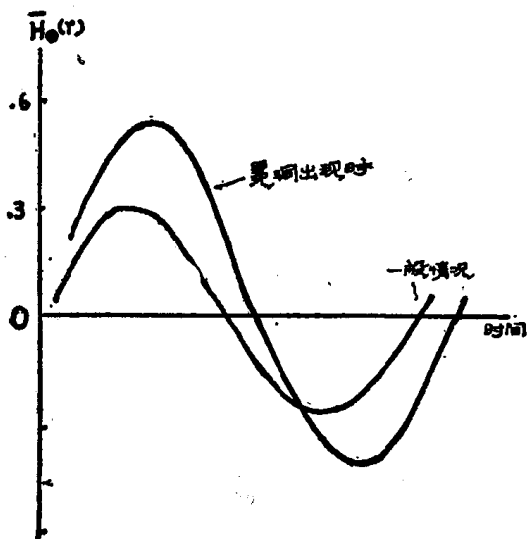


图 2B1

子活动周的前半期，扇形磁场缓慢地向西移动，而在后半期，扇形磁场逐渐东移)。(2)前者有明显的较差自转效应，而后者不如此。因此，一般认为，这两种磁场的来源不一样。

在五十年代和六十年代，就已发现太阳大尺度磁场的一些规律，例如它们的分布与钙谱斑的精细结构高度吻合，暗条出现在极性相反的磁区之间，即在中性线上。另外，V. Bumba和R. Howard用Wilson山天文台的磁象仪资料，发现磁场活动经度的存在。这些都不再赘述。下面介绍一些新的研究成果。

1. 普遍磁场与整体磁场的融合——在太阳表面，既有南北对峙的普遍磁场，又有东西相反的整体磁场。这是一个值得深思的奇异现象。近年来Stanford大学的J. M. Wilcox和P. H. Scherrer等发现这两类磁场并非完全互不相干，而在一些情况下可以融合为一体。例如当两个磁场的极性分布如图ⅡB2时，“+”极和“-”极磁区连接起来，整个日面似乎划分为由一条倾斜的S形分开的两半，而日冕流往往从这两部分磁区的交界处向外延伸。这已得到观测证实。此外，更重要的是，当一个偶极黑子群出现在日面上，如果它的前导黑子与后随黑子的极性分布与图中的两部分磁场相同，则这个黑子群的活动强烈。相反，活动比较微弱。这个规律对太阳活动预报是有用处的。

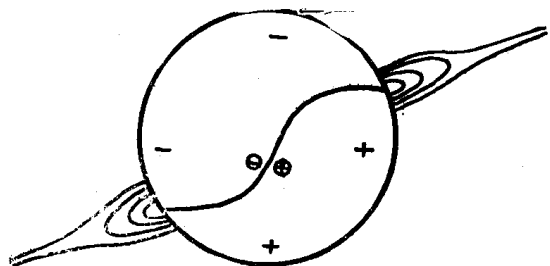


图 ⅡB2

2. Hale扇形边界——L. Svalgaard等<sup>(5)</sup>对扇形磁场作了精细的研究，发现一些有趣的规律。他们指出，如果在扇形边界的西侧，极性分布与偶极黑子群的正常极性分布相同时（这样的边界叫“Hale扇形边界”，例如图ⅡB3中的粗线），日冕绿线(λ5303)的强度达到极大，反之，在非Hale扇形边界附近，日冕绿线的强度极小，他们分析太阳活动第18、19和20周的资料，得出这样的结论。

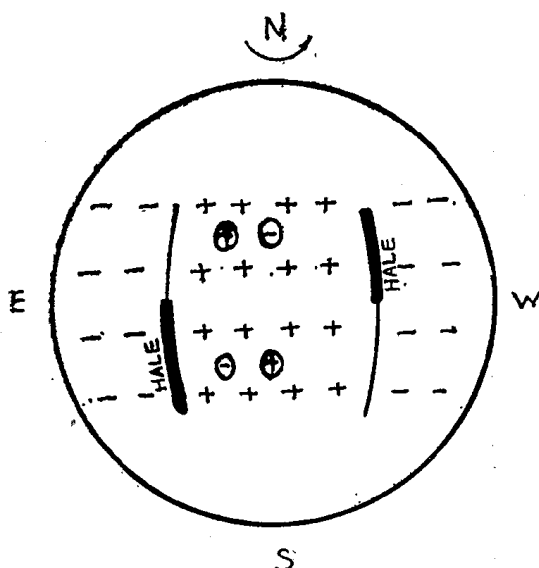


图 ⅡB3

此外，他们用Wilson山天文台1967—1973年的磁象仪观测资料还发现，在Hale扇形边界（共有104条这样的边界）附近，日面局部磁场较强，而在非Hale扇形边界附近，磁场较弱。这又是一条重要规律。

3. 普遍磁场的极性反转——太阳普遍磁场与地球磁场的一个重要区别是前者的极性经常会转换。这种转换是在太阳活动第十九周的峰年（1957—1958）第一次发现的。具体说来，南极区域的磁场先变，北极区后变。这个意外事件当时在全世界太阳物理工作者中引起了轰动。人们关心的是：太阳普遍磁场是不是定期变换极性？在第二十周，普遍磁场甚为微弱，但是极性反转还是观测到了。奇怪的是，反转发生的时间不是在峰年，而在峰年以后一、二年内，两个极区的反转也是一先一后。因此，单凭这两次记录，还不足以对普遍磁场的极性转换形成一个规律性的认识。最近基特峰天文台的N. R. Sheeley Jr.<sup>(6)</sup>把这方面

的认识提高了一大步。他发现极区磁场强度与极区光斑的数目成正比,因此由后者可以推导出前者。他用Wilson山天文台从二十世纪初期开始积累的太阳白光象,测量极区光斑的数目,并画出1905—1976年间这个数目以及太阳黑子相对数各自的变化曲线。由此可以知道,太阳普遍磁场在每个活动周都有一次转性反转,反转发生的时间一般是在峰年以后一二年內。

4. 大尺度磁场与小尺度磁场的关系——在太阳表面,既有大尺度磁场,也有小尺度磁场。近年来这两类磁场的研究都有很大进展。我们在上面只是介绍了大尺度磁场研究的一些新结果。现在要提到,小尺度磁场也有不少研究成果。例如Bumba与Howard<sup>[7]</sup>等人都发现太阳局部磁场有很复杂的精细结构,一个磁区往往包含许多细小的磁节点,其范围小于1弧秒,而磁场强度高达2000G,这种高度的不均匀性给人们留下深刻的印象。此外,日面局部磁场的快速变化与耀斑的关系也引起广泛重视。面对这两个重大的研究项目,人们会问道:日面大尺度磁场与小尺度磁场有没有关系?对太阳物理和日地关系来说,哪一类磁场是更基本、更重要的?为了解决这个问题,近年来Stanford大学Svalgaard等人做了一些资料分析工作,取得一些有启发性的结果。他们的一个基本观念是,大尺度磁场与小尺度磁场并没有根本区别,只是前者代表在一个大范围内磁通量不平衡。比方说,在一定范围内正负磁极都有,但两种磁极的通量总和不一定相等。如果正的通量比负的大,我们就观测到正的大尺度磁场。

前面读过了,太阳整体磁场具有扇形结构,并与行星际空间磁场的扇形结构十分吻合,Svalgaard等发现,在日面低纬区(赤道两侧 $\pm 35^\circ$ 范围内),扇形磁场结构甚为明显,并且可以长期存在。他们用Wilson山天文台1959—1973共15年的磁象仪观测资料,对每一个太阳自转周画出一张日面磁场的综合图。在综合图上可以设法定出扇形磁场分界线的位置。具体作法是查出在行星际扇形磁分界线扫过地球时的日面中心线,再加上 $60^\circ$ (太阳风从太阳吹到地球需要4.5天,这时太阳自转的角度约为 $60^\circ$ )。在1965年以前,行星际磁场的空间观测资料很少,Svalgaard<sup>[9]</sup>从地磁资料推导出1965—1964年间行星际空间磁场分界线扫过地球的时刻。为了减少局部磁场的影响,他们故意降低磁图的分辨率。具体说来,Wilson山磁象仪观测的空间分辨率为 $20'' \times 20''$ ,这相当于日面上 $1^\circ \times 1^\circ$ 。Svalgaard等在 $4^\circ \times 10^\circ$ 范围内(这比一般活动区大)求平均值。另外,把8G以上的磁场全部抛弃掉。这样一来,在磁图上就可以看出在扇形分界线两侧,磁场的分布情况确实有明显的差异。一边基本上是正极,另一边为负极。如果把许多张综合图叠合在一起,这种情况仍很明显。在文献<sup>[8]</sup>的图1中,分别画出1959—64, 1965—69, 1970—75以及1959—73年间的平均叠合综合图。令人惊奇的是,在1959—1973年共十五年间,总共出现了454条扇形边界,可是边界两侧的极性分布仍然是显著不一样。这令人信服地表明,日面扇形磁场是长时期存在的。还应谈到,无论是在太阳活动峰年还是谷年,日面扇形磁场都是明显存在的。这大概意味着,大尺度磁场是太阳上根深蒂固的现象,是带有根本性的磁场结构。

从上述资料还可以看出,日面扇形磁场的分界线从赤道经两个半球延伸各 $35^\circ$ ,是在南北方向上。这样的分界线可以长期存在,似乎完全不受较差自转的影响。这也许表示,日面扇形磁场的出现是太阳内部的某种因素造成的。相对说来,小尺度磁场可能是由太阳的表面层的某些随机过程形成的,它们对整个太阳活动所起的作用大概比不上大尺度磁场。

5. 日面磁场的演化——长时期的太阳磁场研究提出了不少带根本性的问题,例如:太阳表面形形色色的磁场是怎样产生的?它们之间有什么关系?能否相互制约和转化?它们怎样受太阳活动周的影响?又怎样支配各种太阳活动现象?……这些重大问题,概括说来就是

太阳磁场的起源和演化。这方面已有的研究是很不够的。下面我们简略谈谈近年来一些零星的工作。

对于太阳磁场的起源，似乎比较多的人倾向于发电机学说，即等离子体的运动产生磁场。至于太阳活动周的起源，H. Babcock的较差自转理论并未完全过时。这些方面的进展好象不大。关于日面磁场的演化，近年来一些美国天文工作者（例如见〔10〕）认为，由于较差自转和超米粒组织的运动，太阳黑子群的强磁场一块又一块地散失，分散成为日面上微弱的背景磁场。前导黑子和后随黑子的磁场分别向赤道和极区移动，促成下一个太阳活动周的普遍磁场。不过这种说法只有分散，没有集中，即只谈到强磁场变为弱磁场，而没有指出弱磁场如何转化为强磁场。另外，它与上一节谈到的Svalgaard等人的观点有矛盾，因为后者认为日面大尺度磁场可以长期存在，似乎不受太阳活动周和较差自转的影响。

值得提到，在美国有几位理论工作者（例如见〔11〕—〔13〕）研究扇形结构的物理机制。他们认为扇形磁场结构是太阳以及若干磁星的一个基本特征。扇形磁场与太阳活动周结合起来产生活动经度以及一些长期的、重复出现的活动现象。

在〔14〕中，Howard对太阳磁场的研究提出三个具体问题。现抄录在下面，作为本节的结束。

1. 太阳扇形磁场与活动区磁场是否无关？
2. 日面磁场能否只用超米粒运动和较差自转的切变效应来解释？是否还有其他因素？
3. 大尺度磁场是不是整个太阳范围的对流运动在太阳表面上的表现？

### 参 考 文 献

- 〔1〕 House L.L., et al., 1975, Solar phys., 45, 495
- 〔2〕 Livingston W., Harvey J., 1971, Contr. Kitt Peak Nat. Obs., №558
- 〔3〕 Livingston W. C., et al., 1976, Applied Optics, 15, 40
- 〔4〕 Svalgaard L., Wilcox J. M., 1975, Solar Phys., 41, 461
- 〔5〕 Svalgaard L., Wilcox J. M., 1976, Stanford Univ. Inst. Plasma Res. Report №661
- 〔6〕 Sheeley Jr., N.R., 1976, Jour. Geophys. Res., 81, 3462
- 〔7〕 Bumba V., Howard R., 1965, in "Third Consultation in Solar Phys. & Hydrodynamics" 24
- 〔8〕 Svalgaard L., et al., 1975, SUIPR Report №639
- 〔9〕 Svalgaard L., 1975, SUIPR Report №629
- 〔10〕 Timothy A. F. et al., 1975, Solar Phys., 42, 135
- 〔11〕 Stix M., 1974, Astr. Astrophys., 37, 121
- 〔12〕 Suess S.T., 1975, J. Am. Inst. Aeron. Astron., 13, 443
- 〔13〕 Wolf C. L., 1974, Ap. J., 194, 489
- 〔14〕 Howard R., 1976 "Large-scale Solar Magnetic Fields" (未发表)

### 3. 冕洞性质及其与磁暴的关系

在这次访美期间，多次听美国科学家介绍他们有关冕洞的观测和研究工作。由于实用上的巨大价值和理论方面可能有的重要意义，冕洞问题成了近几年来太阳物理研究中的热门。根据访问过程中收集到的资料 and 了解的情况，简介如下。

(i) 冕洞是什么？

顾名思义，冕洞是日冕上的“洞”。与周围有日冕发射线的地方形成对照，它的发射非常暗弱。最早提出日冕上有“洞”可追溯到1950年。Waldmeier<sup>(1)(2)</sup>是从地面上观测的单色光日冕综合图 (Synoptic map) 上发现的。六十年代从火箭上所得的太阳X-射线和远紫外 (xuv) 照片上发现，日冕上的确是有一些区域比周围背景“暗”很多。太阳X-射线象上冕洞的样子见图 II B<sup>4</sup>。1973—1974年美国天空实验室 (Skylab) 飞行期间，对日冕进行大量



图 II B 4 太阳X-射线象上的冕洞

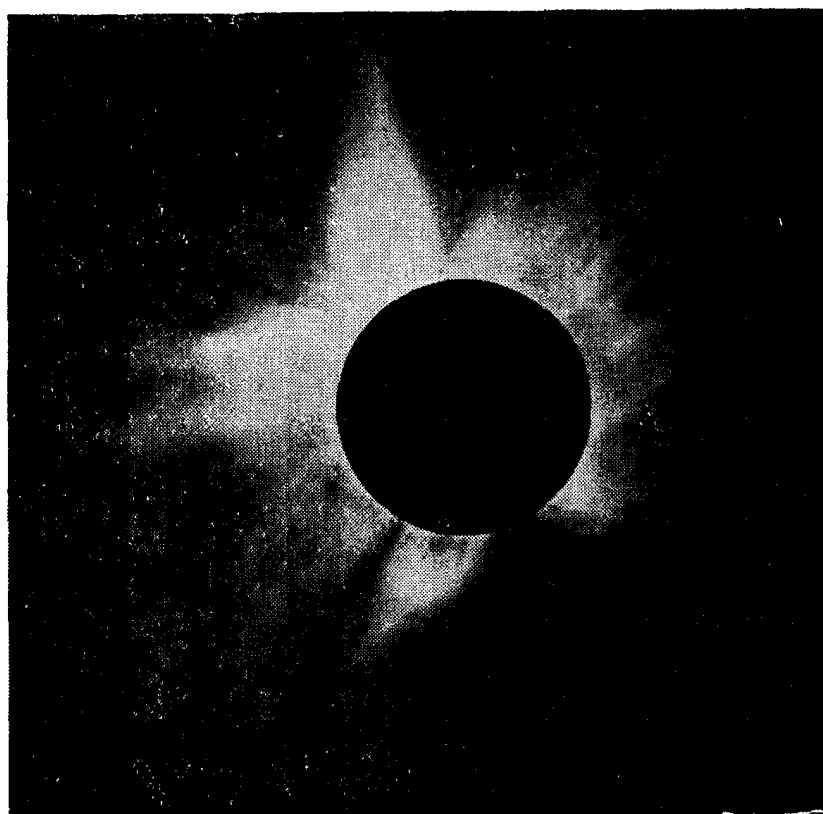


图 II B 5 1970年3月7日日全食白光日冕照片

观测, 取得不少资料。1976年6月在美国科罗拉多州Boulder召开的一次日地物理国际讨论会上, J. D. Bohlin有一篇题为“冕洞的物理性质”<sup>[3]</sup>的文章, 对冕洞的发现, 引起人们重视的经过、它的物理性质、已知的演化过程以及同其他太阳现象的联系等, 介绍得比较全面。

## (ii) 冕洞的物理条件

在1970年3月7日的日全食照片(图II B5)上, 靠近赤道的低纬度上, 日冕缺掉一块, 许多人注意到了这现象。这个洞的密度可与迄今为止测量到的最低的极区日冕相比。(Waldmeier)测出其中心的密度约比外面的日冕小10倍<sup>[2]</sup>。从低分辨率的远紫外资料<sup>[4]</sup>推断所得冕洞区域的日冕密度大约比“宁静”太阳区低3倍。

冕洞区域的温度约 $1 \times 10^6$  K, 而正常的宁静区域的温度为 $1.8 \times 10^6$  K。冕洞区域的温度梯度比通常的宁静太阳大气低10倍<sup>[5]</sup>。因此, 从日冕往下面传导的热量也比宁静区的传导小<sup>[6]</sup>冕洞之下的光球的磁场也比其他地方的弱。

## (iii) 冕洞与磁场结构以及高速太阳风流的关系

Billings和Roberts猜想<sup>[7]</sup>高速太阳风流是起源于开放性的日冕磁场结构。Pneuman和Kopp<sup>[8]</sup>以及Noci<sup>[9]</sup>从理论上证明了这种模型是成立的。而Krieger<sup>[10]</sup>等人首先提出了一个观测到的X-射线冕洞是高速太阳风流的来源的事实。此后就为许多人从观测上证实了。太阳风流与磁场结构关系的示意图见图II B6。

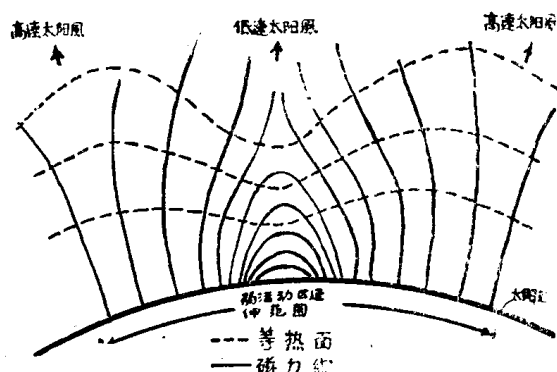


图 II B 6 太阳风流与磁场结构示意图



图 II B 7 10830 Å 太阳单色像



图 II B 8 1973年8月2日的160 MHz (左) 和软x-射线 (右) 冕洞

现在已经证认出了冕洞就是过去所设想的引起地球上重覆性磁暴的M区<sup>[6]</sup>, <sup>[11]</sup>, 这对地球上各种地球物理效应如磁暴和电离层暴的预报是很重要的。

## (iv) 冕洞在光球, 色球和日冕上的表现

除了氢线以外, 在光球和低色球上, 或者说在温度低于 $200,000$  K的区域所发的辐射



中，实际上是看不见冕洞的。<sup>[23]</sup>

但氢的吸收线<sup>[12]</sup>和发射线<sup>[13,14]</sup>是例外。在He II  $\lambda 304$  (形成于  $8 \times 10^4$  K) 远紫外太阳单色光照片上，可以清楚地看到冕洞。基特峰天文台已将He的 $\lambda 10830$  Å线的光电单色光象作为常规观测项目。在 $10830$  Å图上，冕洞表现为是亮斑。见图II B7。其机制考虑是由日冕的后向辐射引起的<sup>[12,15]</sup>。

冕洞在无线电波段也有反应<sup>[19,20,21]</sup>。160 MHz波段观测到的冕洞见图II B8。

与冕洞有关的重要现象之一是在洞的区域内观测到一种巨针状物 (Macro-Spicules)<sup>[14,16]</sup>其形状很类似于H<sub>2</sub>针状物，但长度可高达60弧秒，宽度达30弧秒，寿命约40分钟。在许多远紫外发射线中都可见到，如莱曼 $\alpha$ 、He的 $304$  Å线、及其他电离位势更高的线如C III和OVI。产生一个典型的巨针状物事件的能量约100倍于产生一个平常的针状物。因此，巨针状物在色球和日冕加热中，可能是个重要的因素。

#### (v) 冕洞的演化

在天空实验室工作期间，冕洞所占面积约为太阳表面积的20%，其中15%是极区冕洞所占的，2—5%是其他低纬度冕洞占的。有趣的是，两极冕洞面积的总和是相当稳定的，而每一冕洞本身的面积却有50%的变化。也就是说，一个冕洞变大时，另一个缩小，而总面积基本保持不变。这情况似乎跟Leighton<sup>[17]</sup>在1964年所预言的磁场在太阳表面上的输运过程相符。

冕洞是迄今所知最长命的太阳现象。除极区的持久性冕洞外，已研究过的九个低纬冕洞，有2个不超过三个太阳自转周。其余7个的寿命超过五个太阳自转周。有三个的寿命是十次太阳自转周或更长。这样长命的现象可与极冠日珥 (6—7个自转)，大尺度单极磁区 (高达十次自转)，和大的重覆性地磁暴 (5—12次自转) 相比。而这些长命现象之间，现在知道相互间都是有联系的。

#### (vi) 冕洞的较差自转

很有意思的是，几乎看不出冕洞有较差自转现象。Wagner, W. J.<sup>[24]</sup>OSO-7在1972年5月到1973年10月这18个月期间用Fe xv  $284$  Å所得资料。用自相关技术以研究最佳可能的较差自转律，其数量从赤道到极带只减少3%。Timothy, A. F.<sup>[18]</sup>等用天空实验室期间的一个冕洞进行研究也得到类似结果，即看不出有显著的较差自转现象。这种刚性自转效应对应于太阳内部理论可能是很重要的。

#### (vii) 与大尺度磁场的联系

冕洞只存在于大的单极磁区域中，并不与大尺度磁场图的中性线相交。而且，大部分低纬度的冕洞是同极区的高纬度冕洞相连通的。少数与极冕洞不相连的洞，其下的磁性区也是与所在半球的极冕洞的极性相同的。

#### (viii) 冕洞的形成

一种看法认为太阳表面上不同极性的磁性区域之间有一种强烈地把相反的极性联接起来的倾向<sup>[3]</sup>。这既包括在同一活动区的，也包括相邻活动区的，从而达到平衡。不平衡的部分通量，被迫形成开放的场线，于是就形成冕洞。

另一种看法认为冕洞的形成是由于大尺度磁场区域运动的结果。这种运动可能是受光球下的大尺度环流制约的。其结果，使有些磁性区域受压缩，有些区域发生膨胀。膨胀到一定程度就会形成一种适合于冕洞形成的结构。冕洞的关闭似乎也是由于在太阳表面上发生的会合 (压缩) 引起的<sup>[22]</sup>。

冕洞既然已经证认为是引起重覆性地磁暴的M区,那末预报这种磁暴的途径也就找到了。关键是在于对冕洞的观测和辨认。除空间的x-射线和远紫外观测外,地面上还可用氢线和无线电波长进行观测,配合大尺度磁场的观测和分析,用地面观测资料辨认冕洞应是有可能的。这样,如果在冕洞过日面中经以前三四天就将它认出,而过中经后三天左右高速太阳风流才到达地球而引起磁暴,就能以相当大的把握提前一个星期进行预报了。这在实用上是很意义的。

### 参 考 文 献

- [1] Waldmeier, M. (1975): *Die Sonnenkorona*, vol. 2, Verlag Birkhäuser, Basel.
- [2] Waldmeier, M. (1975): The Coronal Hole at the 7 March 1970 Solar Eclipse, *Solar Physics* 40: 351—358.
- [3] J. D. Bohlin; The Physical Properties of Coronal Holes. 《Physics of Solar Planetary Environments》vol. 1. 114—128. Donald J. Williams (ed). Published by American Geophysical Union.
- [4] Munro, R. H., and G. L. Withbroe (1972): Properties of a Coronal Hole Derived from Extrem Ultraviolet observations. *Astrophys. J.* 176: 511—520.
- [5] Withbroe, G. L., and Y.-m. Wang (1972): A Model for the Polar Transition Layer and Corona for November 1967. *Solar Phys.* 27: 394—401.
- [6] Noyes, R. W. New Developments in Solar Research. 《Frontiers of Astrophysics》P. 68. Eugene H. Avrett (ed). Harvard University Press. 1976.
- [7] Bahlin, D. E., and W. O. Roberts (1964): The Origin of M-Region Geomagnetic Storm. *Astrophys. Norveg.* 9: 147—150.
- [8] Pneuman, G. W., and R. A. Kopp (1971): Gas-Magnetic Field Interaction in the Solar Corona. *Solar Phys.* 18: 258—270.
- [9] Noci, G. (1973): Energy Budget in Coronal Holes. *Solar Phys.* 28: 403—407.
- [10] Krieger, A. S., A. F. Timothy, and F. C. Roelof (1973): A Coronal Hole as the Source of a High Velocity Solar Stream. *Solar Phys.* 29: 505.
- [11] Sheeley, Jr., N. R., J. W. Harvey, and W. C. Feldman (1976): Coronal Holes, Solar Wind Streams, and Recurrent Geomagnetic Disturbances: 1973—1976. Submitted to *Solar Phys.*
- [12] Harvey, J. W., A. S. Krieger, A. F. Timothy, and G. S. Vaina (1975): Comparison of Skylab x-ray and Ground-Based Helium Observations. *B. A. A. S.* 7: 358.
- [13] Bohlin, J. D., N. R. Sheeley Jr., and R. Tousey (1975): Structure of the Sun's Polar Caps in the Wavelengths 240—600Å. Published in *Space Research*, vol. 15, Akademie-Verlag, Berlin, pp. 651—656.
- [14] Bohlin, J. D., S. N. Vogel, J. D. Purcell, N. R. Sheeley, Jr., R. Tousey, and M. E. VanHoosier (1975): A Newly Observed Solar Feature: Macrospicules in He II 304Å. *Astrophys. J.* 197: L133—L135.
- [15] Zirin, H. The D<sub>3</sub> Chromosphere, Coronal Holes, and Stellar x-rays. *B. A. A. S.* 7: 359.
- [16] Goldberg, L., Solar ultraviolet and x-rays. Friedman Symposium Lecture. 24 May 1976.

- [17] Leighton, R. B. (1964) : The Transport of Magnetic Field on the sun. **Astrophys. J.** 140: 1547.
- [18] Timothy, A. F., A. S. Kireger, and G. S. Vaina (1975) : The Structure and Evolution of Coronal Holes. **Solar Phys.** 42: 135—156.
- [19] Smerd, S. F., Radio Observation of Coronal Phenomena and Solar Flares. 《Physics of Solar Planetary Environment》vol 1. p196. Donald J. Williams(ed) Published by American Geophysical Union.
- [20] Dulk, G. A., K. V. Sheridan (1974) : The Structure of the Middle Corona from Observation at 80 and 160 MHz. **Solar Phys.** 42: 157.
- [21] Fürst, E. and W. Hirth (1975) : A Coronal Hole Observed at 10.7 GHz with a Large Single Dish. **Solar Phys.** 42: 157.
- [22] Purrett L. A. Autum on the Sun. NOAA vol. 6. №4, 22—25 Oct. 1976.
- [23] Huber, M. C. E., et al., (1974) : XUV Observations of Coronal Holes, Initial Results from Skylab. **Astrophys. J.** 194: L115.
- [24] Wagner, W. J. (1975) : Solar Rotation as Marked by Extremeultraviolet Coronal Holes. **Astrophys. J.** 198: L141—L144.

#### 4. 日冕瞬时效象

在美国科罗拉多州的高山天文台 (High Altitude Observatory) 访问时, 该台科学家 R. M. MacQueen 介绍了他们在天空实验室上安装的白光日冕仪和有关的实验室工作, 还介绍了从天空实验室取得的白光日冕资料。其中值得注意的是有关日冕瞬时效象的工作。

日冕瞬时效象 (coronal transient) 是指时间尺度为分钟到小时的日冕快速变化现象。最早是由美国海军研究实验室 (NRL) 放在 OSO-7 卫星上的日冕仪发现的<sup>[1]</sup>。但该仪器的分辨率只有1.25弧分。高山台 (HAO) 研制的日冕仪  $f/13.7$ , 物镜直径 3.2 厘米。使用一个在径向逐渐减光的滤光片。透过波段  $3700—7000\text{\AA}$ 。日冕象成在 Eastman 026—02 乳胶上, 用 3, 9, 27 秒三种露光时间。空间分辨率好于  $8''$  (弧秒)。<sup>[2]</sup> 在天空实验室的飞行工作时期, 总共得到三万多张日冕照片<sup>[1]</sup>, 其中记录到了100多次日冕瞬时效象。

以1973年6月10日的日冕瞬时效象为例。文献<sup>[3]</sup>中给出了该事件及其前后的五张照片及观测的叙述和分析。对几个有大的质量抛射的瞬时效象分析的结果得到<sup>[2,3,4]</sup>典型的抛射速度约为500公里/秒, 被抛射的物质质量约  $10^{15}—10^{16}$  克, 动能为  $10^{31}$  尔格的量级。但在事件之间的差异是很大的。图 II B9 是1973年8月10日的日冕瞬时效象照片。

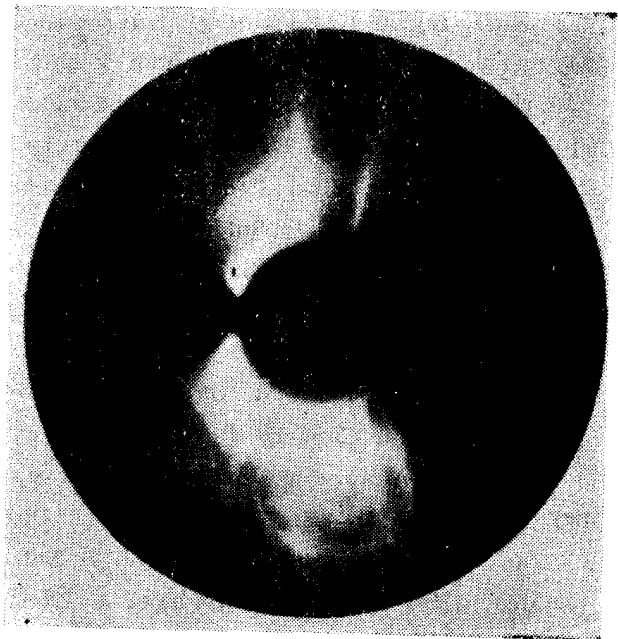


图 II B9 1973年8月10日的日冕瞬时效象

对所观测到的一百多个瞬时效象的时间和空间分布作研究发现, 瞬时效象的发生是同太

阳活动密切相关的。在太阳活动高期,日冕瞬时现象在日面纬度上并无不均匀现象。但在天空实验室飞行的后期,太阳上有一个半球活动显著减弱,日冕瞬时现象就集中出现在当时的活动经度 $200^{\circ}$ 附近上空。然而并不意味着这些瞬时现象都同耀斑有关。在66个有大的质量抛射的瞬时现象中,有30个是同太阳表面的现象有联系的。其中只有6个是同耀斑有联系。有19个同爆发日珥联系。有3个可能跟下落碰撞过程有关。有2个发生在与同一活动区的耀斑和爆发日珥的同时。因此,在天空实验室飞行期间,与爆发日珥相伴随的日冕瞬时现象要比耀斑多。此外,在同耀斑的关系上,直接有关的似乎是从耀斑位置上抛射的物质。<sup>[2]</sup>其余的36个大质量抛射瞬时现象找不到相应的日面活动现象。猜想其中的大多数起源于太阳背面的活动。

日冕瞬时现象活动的结果,往往使原先存在的日冕结构发生很大变化。有时将所在区域原有的日冕射流结构驱散而出现一些新的结构。

日冕瞬时现象同行星际介质的关系尚待进一步研究。困难在于日冕仪只能观测靠近太阳边缘处的日冕变化,而在相应的位置上适宜于观测行星际物质和磁场的空间飞船又很少。1973年9月13—14日的一次瞬时现象,正好有澳大利亚CSIRO的米波太阳单色射电仪与白光日冕仪同时工作<sup>[2]</sup>。测定出这次事件伴随有稳态的IV型射电爆发。在假定这无线电发射是同步回旋辐射的条件下,计算出了在这瞬时现象上的磁场强度。发现在这事件中,磁能和动能密度大体上相等而大大地超过热能密度。这是跟正常的太阳风膨胀不一样的。然而这样的记录是太少了,并且应该有行星际空间的直接测量验证才好。这个问题关系到日冕瞬时现象在日冕演化过程中所起作用 and 它同行星际物态之间的关系。还有日冕瞬时现象的地球物理效应也应进一步搞清。

## 参 考 文 献

- [1] Tousey, R., The Skylab/ATM Experiments of NRL Historical, Operational, and Results. Report of NRL Progress, April 1975.
- [2] MacQueen, R. M., J. A. Eddy, J. T. Gosling, E. Hildner, R. H. Munro, G. A. Newkirk, Jr., A. I. Poland, and C. L. Ross. The Outer Solar Corona as Observed from Skylab Preliminary Results. *Astrophys. J.* 187: L85-L88, 1974, Jan. 15.
- [3] Hildner, E., et al., The Large Coronal Transient of 10 June 1973 I: Observational Description. *Solar Physics* 42(1975)163—177.
- [4] Gosling, J. T., et al., 1974. *J. Geophys. Res.* 79, 4581.

## 5 太阳活动和自转的长期变化

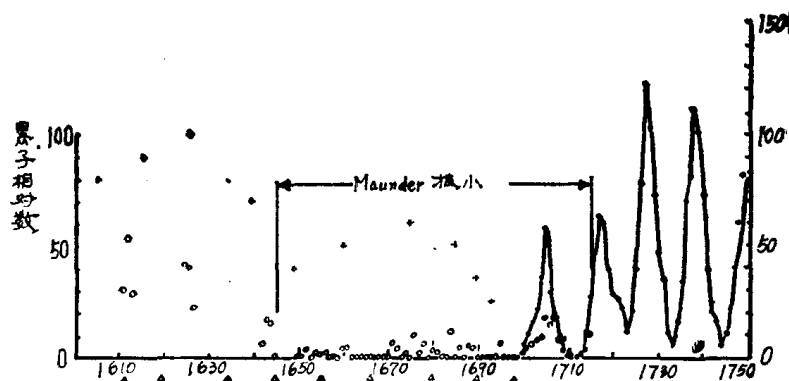
### (i) 问题的提出

太阳活动有一定的规律。早在1843年, H. Schwabe 就发现太阳的活动(以黑子相对数为指标)呈现出11年的周期,这早已是人们熟知的常识了。可是在最近,美国高山天文台的 J. A. Eddy 指出,11年周期并不是持久存在的,它好象是“大海中汹涌起伏的波涛上的一个小涟漪”,只是最近两三百年来才有的,并不意味着在这以前,以及在将来,都有这样的周期。这个新颖的学说是否正确,牵涉到太阳活动规律的探索,值得我们密切注意。如果这个说法与事实相符,已有的太阳活动理论(例如较差自转理论)恐须重新考虑了。另外,日地

关系（例如太阳活动与气象、极光、地磁、地震的关系）的探索，也不一定必须以11年周期为基础了。

(ii) Maunder极小期 (1645—1715年)

用望远镜观察太阳黑子是从1610年开始的。在文献<sup>[1]</sup>中列出了1610—1960年，共三百五十年间的黑子相对数值。从图ⅡB10可以看出，自十八世纪初期起，黑子相对数的11年



图ⅡB10 1610—1750年黑子相对数年平均值

周期是很明显的。可是在这以前，正如 G. Spörer 和 E. W. Maunder 早在十九世纪末叶就已指出，1645—1715 年这七十年间，是太阳活动史上的一段不寻常的时期，那时太阳活动持续处于极小期。具体说来，当时平均的黑子相对数比一般的谷年（平均相对数 $\approx 6$ ）还低，并且往往在十年左右的时期里太阳上连一个黑子也没有。尤其值得指出，在1672—1704年的32年间，日面北半球竟连一个黑子也没有。这真是难以想象的希奇事。人们把这七十年持续的太阳宁静期叫做Maunder极小期。

在过去，天文工作者对Maunder极小期并不很重视，这是因为那一段时期的黑子观测不够正规。具体说来，是由 C. Scheiner 和 J. Hevelius 两位天文爱好者用私人的小望远镜积累观测资料；而正规的太阳黑子观测是从1848年才开始进行的。为了证实Maunder极小期的确切存在，Eddy<sup>[2]</sup>从极光、黑子目视观测、 $^{14}\text{C}$ 同位素含量以及日全食时日冕的形状等四个方面，对那一段时期的有关情况作了详细的考证。下面是大致情况：

1. A. M. Clerke在1894年就指出，在Maunder极小期极光很少。具体说来，在H. Fritz编的极光表中，在那七十年间全世界总共只看见了77次极光，而其中20次是在1707—1708年，即Maunder极小期的末期出现的。作为对比，在十八世纪总共有6129次极光记录，十九世纪与此相近。还应指出，在Maunder极小期中，有三十七个年份连一次极光也没有。

2. 东京天文台的 Sigeru Kanda<sup>\*(3)</sup>在1933年列出从公元前28年到公元1743年日本、朝鲜、中国三个国家的目视黑子记录共143次，而在1639—1720年间一次也没有。此外，在1584—1770年间，东方三国也没有记录到极光。

但是这个证据不是很充分的，因为由于别的一些原因，黑子记录也可能没有。例如在1604年以前的84年内，1520年以前的117年和308年以前的229年，按Kanda的资料，都是没有黑子记录的空白时期。

3. 空气中的 $\text{CO}_2$ 与树木同化，从树木的年轮测量 $^{12}\text{C}$ 和 $^{14}\text{C}$ 同位素含量比值可以决定

\*日文原名可能是荒木俊马。

年代。地球大气中的 $^{14}\text{C}$ 同位素是由银河系宇宙射线的轰击形成的,而银河系宇宙射线的强度与太阳活动有关。当太阳活动时,从银河系来的宇宙射线不容易到达地面,于是 $^{14}\text{C}$ 含量降低。将近二十年前,H. De Vries<sup>[4]</sup>就用树木年轮的同位素检验方法,发现在1650—1700年期间 $^{14}\text{C}$ 含量很高,这表明当时太阳活动很弱。这与Maunder极小期大致相符。

附带谈到,除Maunder极小期外,在1460—1550年的九十年期间还有一次太阳活动的持续的极小期,称为Sporer极小期。

4. 日冕的形状反映太阳活动的强弱。具体说来,当太阳活动强时,日冕呈圆形,并有若干条细长的冕流;而当太阳活动弱时,日冕只在太阳赤道两侧突出,冕流很少。

在Maunder极小期,共计有63次日全食,但只有8次的全食带经过欧洲西部地区。对1652、1698、1706和1708四次日食日冕形状的描述,都与太阳活动谷年的情况相符。

以上四方面的资料都说明Maunder极小期确实存在。

#### (iii) Maunder极小期的太阳自转

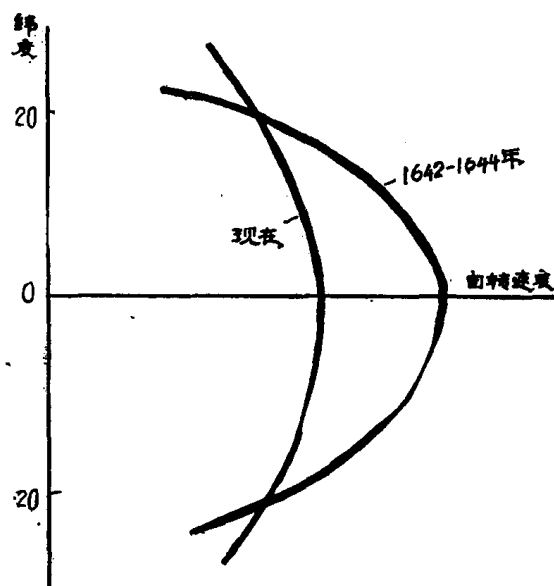
Eddy<sup>[5]</sup>还发现,在Maunder极小期太阳自转的情况与现在不一样。这也是很有意义的现象。

他使用的资料是但泽(Danzig)的J. Hevelius在1642年秋天至1644年秋天描的太阳黑子图。当时描黑子的方法与现在一样,也是用望远镜作目视投影。这些图载于他所写的一本关于月球的书,叫“Selenographia”(1647)。他把接连若干天的黑子画在一张图上,这对太阳自转的研究甚为方便。在24个月中,他观测了224天,画了26张图。Eddy测量了这些图,精度达 $0^\circ.5$ ,观测时间准确到分。当时黑子的纬度都较低,在赤道两侧 $20^\circ$ 内。这说明11年周期(如果这个周期当时存在的话)已接近尾声。顺便提到,后来在整个Maunder极小期内,黑子都是低纬的。Eddy用这些资料发现,当时的太阳自转,就赤道附近来说,比现在每天快 $0^\circ.5$ ,或快了一4%(图II B11)。在纬度 $\pm 20^\circ$ 的地方,和现在差不多,  $20^\circ$ 以上无资料。就 $0^\circ$ 和 $20^\circ$ 的较差自转来说,当时比现在快了两倍。这个差异是很大的。这种情况与Maunder极小期的关系如何,现在还不清楚。

#### (iv) 青铜时代以来的太阳活动

前面已经谈到,利用树木年轮,通过 $^{14}\text{C}$ 含量测定,可以研究太阳活动的长期变化。用bristlecone松可以反推到公元前3000年,再用死树还可外插2000年,达到7000年前的青铜时代。情况可从图II B12看出。大致说来,在过去一千多年中,太阳活动水平比现在高,再往前愈来愈低。另外,象在Maunder极小期那样,太阳活动在一段时期中偏离平均水平,已有十二次之多。Eddy给这些时期都取了专门的名字(见[6])。最早的是在2700—2550 BC。值得注意的是这些偏离平均活动水平的变化,有时偏大,有时偏小,时间分布也没有什么规律。

#### (v) 太阳活动与气候的长期变化



图II B11 1642—44年和现在的太阳自转对比

太阳活动与气候的关系是多年来许多人钻研的重要课题。Eddy的上述发现为这方面的工作开辟了一条新途径，即摆脱了11年周期框框，发现Maunder极小期(M)和Spörer极小期(S)都与冰川时期的两个寒冷期相符，全球平均温度分别下降了 $0^{\circ}.5$ 和 $1^{\circ}\text{C}$ ；而中世纪极大期(Medieval Maximum)与当时的温暖期吻合。特别值得提到，在M和S两个极小期，英国的温度记录显示出明显的寒冷期。

(vi) 建议

Eddy的工作对太阳活动规律和日地关系的研究是很重要的。我们认为，我国有悠久的太阳黑子、极光和古气候记录，可以用来检验和发展Eddy的工作。下面提出几条具体建议：

1. 查考清代初年的太阳黑子和极光记录，来验证Maunder极小期的存在。

2. 通过古代的黑子记录，来推算太阳活动的周期性。

云南天文台李维宝等同志<sup>[7]</sup>从正史查出我国古代黑子记录一百多次，做了自相关分析，得出了主要周期是11年。建议补充地方志和清代的资料，重作周期分析。

3. 把竺可桢同志的古气候研究结果与Eddy整理的太阳活动长期变化加以对比。

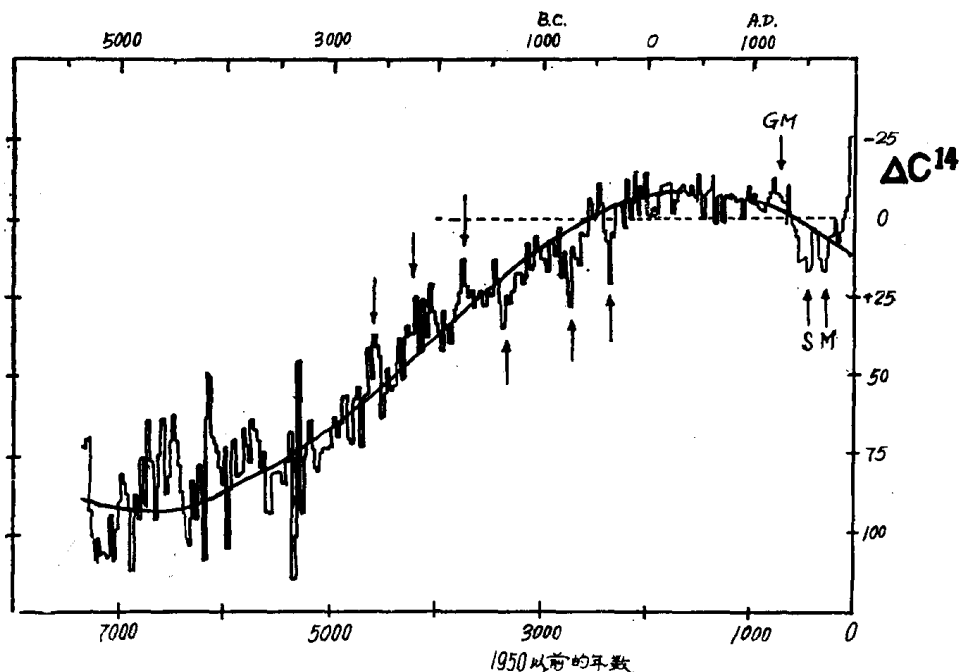


图 B12 近二千年来 $\text{C}^{14}$ 含量的变化

### 参 考 文 献

- [1] Waldmeier M., 1961, "The Sunspot Activity in the Years 1610—1960".
- [2] Eddy J.A., 1976, Science, 192, 1189.
- [3] Kanda S., 1933, Proc. Imp. Acad(Tokyo), 9, 293.
- [4] De Vries H., 1958, Proc. K.Neth. Akad. Wet. B61, 94.
- [5] Eddy J.A. et al., 1976, "Solar rotation during the Maunder minimum" (投寄 Solar physics).
- [6] Eddy J.A., 1976, in "Physics of Solar Planetary Environments", vol. II, 958.
- [7] 李维宝等, 1976, 天文学报, 17卷, 2期。

## 6. 太阳的脉动

### (i) 课题意义

这个问题与太阳内部结构和能源的研究有关。近年来,太阳的中微子探测得到否定的结果<sup>(1)</sup>。这表示现有的太阳结构模型以及氢核聚变的核反应理论,都有可能是错误的,应当作重大修改,或甚至全盘推翻。这在全世界的太阳物理工作者中引起一场轩然大波的激烈争论。在这种情况下,不少人竭力想从一些能在太阳外部观测到的现象来推测内部状况。已经找到两种这样的现象,即太阳的扁率和脉动。现在我们只谈脉动。

由脉动来了解太阳的内部,就象用地震波来推断地壳的构造一样,是一个切实可行的办法。如果脉动是由压力波引起的一种径向运动,它的频率应当与内部的温度和密度有关。因此,如果太阳有脉动,脉动周期的测定对现阶段太阳物理的研究具有重要的意义。

### (ii) 研究概况

对于太阳的脉动问题,已经有许多人作过研究。早在1960年,Leighton等<sup>(2)</sup>就发现太阳大气的速度场呈现出系统的周期性变化,周期约为300秒。这就是著名的“五分钟振荡”。后来的多次观测得出类似的结果,但测出的周期往往因人而异。例如H. A. Hill等得到的周期是52分钟,O. A. Мельников求得周期约为7—8分钟。去年年初,A. Б. Северный, D. O. Gough等在《自然》杂志(Nature)第259卷上发表的一组文章,提出太阳脉动的实测周期为2时40分。除速度场外,有人发现太阳的局部磁场也有周期性的脉动现象<sup>(3)</sup>。

### (iii) 新的设想

为什么各个人的测量结果相差悬殊?这是一个值得深思的问题。在访美考察中,我们了解到一些美国天文工作者有新的见解。他们认为已有的测量结果可能是不真实的,所谓的太阳脉动也许是一种假象。例如基特峰天文台的J. Harvey认为,人们所观测到的太阳脉动可能是由地球大气中的周期性运动或变化造成的。他监测红外区的地球大气谱线,发现确实有周期性的变化。

另外,高山天文台台长G. Newkirk Jr告诉我们,法国Nice天文台的Focat也持这样的论点。他对地球大气的透明度作功率谱分析,发现它可能呈现周期性变化。

Newkirk还有一种解释,就是超米粒中各处的物质运动的方向和速度不一样,而超米粒在仪器狭缝上经过的时间也大致是一两个小时。

Stanford大学的P. Scherrer指出,Северный等人发现的2时40分周期是一天(24时)的1/9,或白昼(8时)的1/3。这样的变化可能是一种仪器效应,例如在上午、中午和下午,仪器偏振状态不一样。

这些设想是否正确,还有待于进一步的研究。但我们认为,无论如何,提出这些想法使思路开阔,考虑到一些可能起作用的因素,这对太阳物理工作是有益处的。

### (iv) 一点看法

太阳的脉动是一个复杂的问题。在作全面的深入的研究之前,地球大气和测量仪器的可能影响应予消除,这样才能保证测出的脉动现象至少有一部份属于太阳本身。我们认为,五分钟振荡大概是可靠的。一个例证的是高山天文台的R. G. Athay用OSO-8上面的紫外光谱仪监测Sc II  $\lambda 1817$ 和CIV  $\lambda 1548$ 两条谱线,发现它们的强度和多普勒位移都不断在变化。变化的主要周期是5分钟,另外还可能有一个35分钟的周期。空间观测完全摆脱了地球大气的影响,并且这样短周期的变化大概与仪器状态无关,因此这样的观测结果是比较可靠的。至于



像 2 小时 40 分钟这样长周期的振荡是否存在，确是值得慎重对待的问题。

### 参 考 文 献

- [1] Bahcall J. N., Davis R. Jr., 1976, Science, 191, 264.  
[2] Leighton R. B., 1962, Ap. J., 135, 474.  
[3] Howard R. (ed.), 1971, "Solar Magnetic Feilds".

## 7. 太阳活动预报—美国的日地环境监测和预报

### (i) 美国的日地环境监测系统和空间环境服务中心

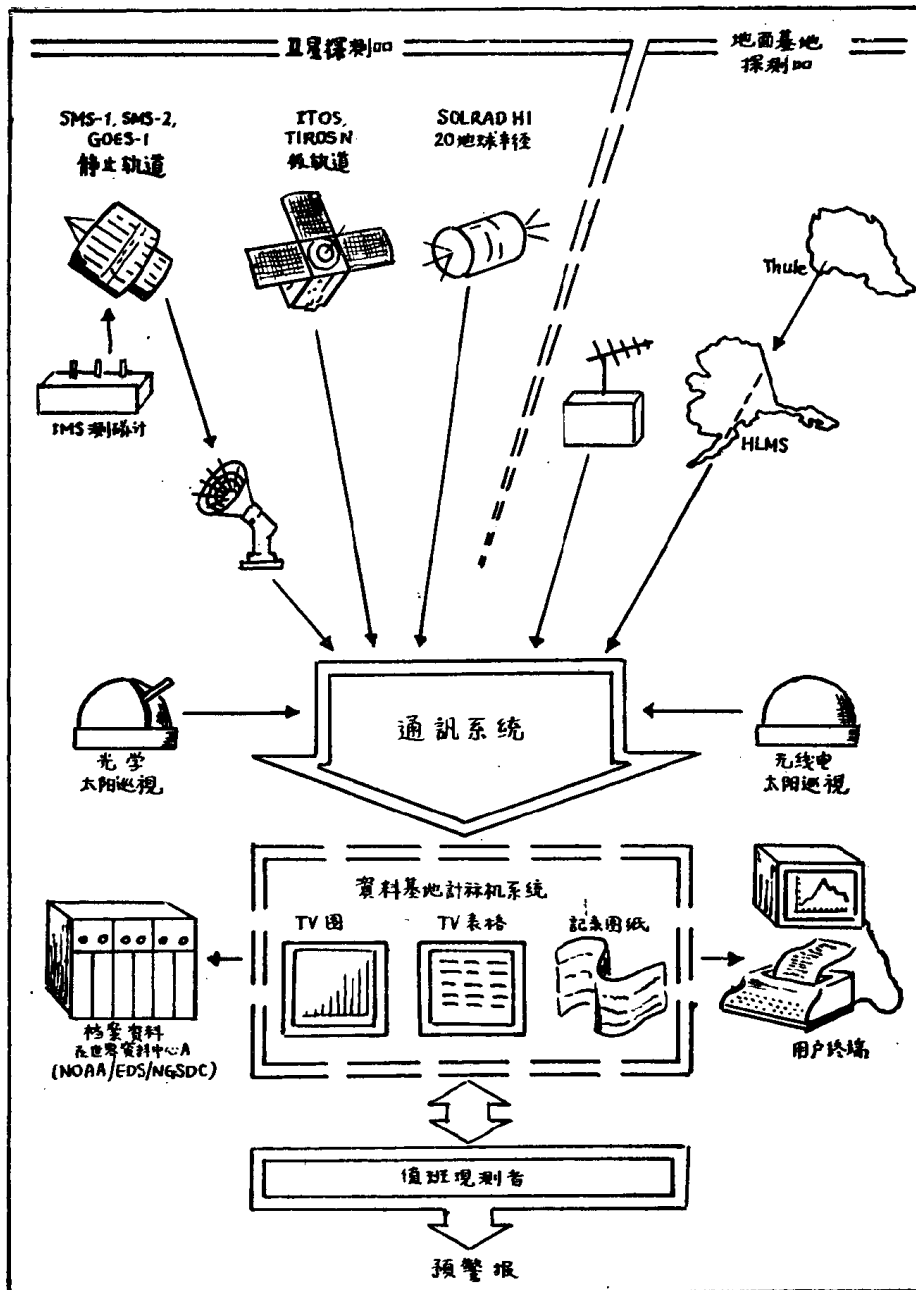


图 II B13 SELDADS 的示意图

天文考察组在访美期间，有二名成员访问了科罗拉多州Boulder的空间环境服务中心。从考察和资料中，了解到美国商业部海洋和大气局（NOAA）所属的太阳预报服务方面的组织和工作情况如下。

#### （1）机构

空间环境实验室（SEL）属于美国商业部国家海洋和大气局（NOAA）的环境研究实验室（ERL）。它的研究领域是日地物理，研究太阳骚扰及其对地球环境影响的预报方法，提供不间断的实时环境监测和预报服务。

SEL有三个研究领域——行星际、磁球和电离层物理；二个支持（Support）领域——仪器研制和分析；二个服务领域——实时资料服务和空间环境服务中心。这二个服务部门是与美国空军（USAF）的航空天气服务局（AWS）联合举办的。

#### （2）资料收集和显示系统（SELDADS）

表 II B2 SELDADS专用实时卫星资料输入

	现 有 的		计 划 中 的	
卫 星	SMS/GOES	ITOS	1978 TIROS N (NASA/NOAA)	1976 SOLRAD HI (USN)
资料接收 轨 道	2个卫星同时 对地球静止	系列中的一个卫星 低高度极地 太阳同步	2个卫星同时 低高度极地 太阳同步	2个卫星中的一个 圆形~20个 地球半径
X-射线	0.5—4Å  1—8Å			3—150kev (6个间隔) 0.5—1350Å (8个间隔)
太阳风 质 子	..... 0.8—500 Mev (7个间隔)	..... ≥10 Mev ≥30 Mev ≥60 Mev	..... 0.3—2500kev (6个间隔) ≥10 Mev ≥30 Mev ≥60 Mev 370—≥805Mev (4个间隔)	密度、速度、温度 20kev—160Mev (>16间隔)
α 粒子	4—392 Mev (6个间隔)	.....	640—>850Mev (2个间隔)	20—460 Mev (5个间隔)
电 子	≥2Mev	≥140 kev	0.3—20kev ≥30 kev ≥100 kev ≥140 kev ≥300 kev	11—1510 kev (11个间隔)
磁 场	3 分量	.....	.....	.....

表 II B3 SELDADS实时地面站输入

参 数	站 数	说 明
现有的		
总电子含量	8	同卫星ATS-3, ATS-6, SMS-1, 2, GOES-1和ISF-2联合取得
H $\alpha$ 太阳巡视	7	此外, 6个IUWDS天文台在非专用的基础上进行报告。事件的描述和开始, 极大以及结束时间
太阳无线电巡视 单 频	6	此外, 还有6个天文台在非专用基础上进行报告。背景流量, 事件的描绘和开始, 极大, 结束时间
扫 频	4	事件描述和开始、结束时间
日冕强度	3	强度作为日面纬度的函数
白光黑子观测	7	黑子分类
太阳钙谱斑	2	谱斑面积和强度
光学极光	2	事件描述
雷达极光	1	事件描述
电离层探测站	36	特征传播频率和事件描述
突然电离层骚扰	13	事件的开始、极大、结束时间, 事件的描述
高频无线电路径监测站	1	信号强度对宁静日数值的偏离
Riometer观测站	7	吸收(dB)和太阳天顶距
地磁台	19	三小时和每天的指数: 地磁骚扰的描述
计划中的		
地磁台 (USAF/NOAA)	25	每10秒的三分量值; 可使用在1, 6, 24小时和一个月基础上的地磁图
太阳巡视观测网 (USAF)	5	用具有研究质量的望远镜代替 H $\alpha$ 巡视仪器; 事件的描述和开始、极大、结束时间
无线电太阳望远镜网(USAF)	3	补充现有的单频和扫频太阳无线电巡视仪器; 事件的描述和开始、极大、结束时间

日地环境监测系统的全名为“空间环境实验室资料收集和显示系统”, 简称为 SELDADS。这个资料系统的示意图见图 II B13。

通讯系统由美国空军的天文地球物理长途通信网 (ATN), 一条美国海军的商业用线, 到SEL的直接遥测, 专用的商业通讯线, 到莫斯科的专用气象线以及国际科学资料快速传递世界日服务 (International Ursigram World Days Service 或 IUWDS) 网等所组成。实时资料基地的大部分地面观测资料是通过ATN收到的, 而大部分卫星资料是由直接的卫星遥测送到SEL的。

由USAF/AWS和NOAA/SEL所掌握的太阳巡视网得到的太阳活动报告, 也是通过ATN而发送到SELDADS。

现在有如下各种类型的资料可供使用:

太阳X-射线; 太阳风; 在卫星高度上测量到的带电粒子; 在对地球静止的轨道高度上

测得的磁场；总电子含量； $H\alpha$ 太阳事件、性质和巡视；单频无线电流量和爆发；太阳无线电频谱事件；太阳钙谱斑观测；日冕强度；白光太阳黑子观测；光学极光事件；电离层探测；高频无线电通路的讯号强度；突然电离层骚扰；高纬riometer（电离层相对不透明度测量）资料；地面基地的磁场测量。

SELDADS的专用实时卫星资料输入见表II B2,实时地面站资料输入见表II B3。

### （3）空间环境服务中心（SESC）

SESC被指定为是实时太阳地球物理资料和空间环境支持服务的国家和国际的中心。它为政府机构，大学和对实时空间环境信息有需要的商业部门进行工作。成立于1964年。1968—1969年开始全面工作直到现在。这个中心通过人造卫星和用位于波尔多以及世界各地的光学和无电线望远镜保持对太阳进行每天24小时的连续监视。一个复杂的通讯网将Boulder同远地方的观测站和探测器联系起来，因此，SESC能够立即发觉任何具有地球物理意义的太阳活动。

SESC有三项基本工作：预报方法的研究，发布预报和事件通知。预报本身是实时地进行的，每天发布三次预报。事件通知是将各种太阳和地球物理现象的发生或预报通知给用户。

每8小时发布一次预报。每次预报覆盖72小时的时期。基本的预报（对未来72小时）在UT2200发布。包括以下六个部分：

**Part IA** 对太阳上的重要事件进行概括，有关太阳活动的意义以及在过去24小时内的即时地球物理效应。

**Part IB** 给出未来72小时太阳活动的文字预报，比较详细的是对未来24小时的。列举可能在东边缘回转的重要黑子群。

**Part II** 回顾过去24小时的地磁活动和对未来72小时的地磁活动进行预报。描述在卫星高度上质子的增强。

**Part III** 给出未来三天M级、X级耀斑和质子事件的几率。还给出未来24小时的极盖吸收预报（PCAF）。其电码为：

Green = 不期望会有有意义的PCA。

Yellow = 太阳圆面上存在有一个活动区，被判断为有可能产生一次有意义的PCA。

Red = 一次太阳高能事件已经发生或在卫星上已经检测到质子，在24小时内可期望会有一次有意义的PCA。

In progress = 在发布报告的这时候，有意义的PCA正在进行（一次有意义的PCA定义为在30MHz白天有2dB或更大的吸收或在晚上有1dB或更大的吸收）。

**Part IV** 对渥太华10.7cm (2800MHz) 太阳流量的观测和预报：

观测值 = 日期和在1700UT时的流量（以流量单位）。

预报值 = 未来三天1700UT的日期和预报。

90天平均值 = 日期和该天的90天流量平均值。

**Part V** 列出所观测到的和预报的地磁行星A值和Fredericksburg A指数，格式如下：  
观测到的Fredericksburg = 日期和观测值。

估计的AFR/AP = 日期和对该天AFR和AP的估计值。

预报的AFR/AP = 预报的日期，接着是（未来三天的）AFR和AP的预报值。

补充预报发布于0500UT和1430UT，格式与2200UT的预报相同，只是已加以修正。在

补充预报的Part III, IV和V, 报告 “No Change” 表示这些值同前一次 2200UT 的预报相比没有变化。

预报由 ATN (美国空军天体物理电传打字机网), AUTODIN (军用电传打字机电路), TELEX, TWX 和航空邮寄发送到全世界各地。WWV 电台每小时的第18分钟进行 SGD 广播。WWVH (设在夏威夷) 的这种节目, 由于经费的原因, 自1976年10月1日起停止。

此外, SESC还出版一种“简报”, 名为 “Preliminary Report and Forecast of Solar Geophysical Data” (太阳地球物理资料的初步报告和预报), 免费分发给有兴趣的单位。这种刊物的内容包括有前一星期内太阳地球物理活动的总结和成果; 对未来七天活动的预报; 前一星期的各种指数和2800MHz流量的表; 每天的McMath钙谱斑表;  $H\alpha$  照片; 太阳黑子描绘和日珥描绘; X-射线活动小结; 事件的小结; 每天的中子检测计数率; 以及根据活动情况的需要而定的特别报告。然而, 由于经费的原因, 这种“简报”可能要停发。什么时候恢复未定。

## (ii) 太阳耀斑的短期预报方案和对中长期预报方法的设想

我们在美国空间环境服务中心 (SESC) 访问时, 曾同该中心的主要预报员 P. McIntosh等讨论了有关太阳预报的问题。短期预报 (1—3天) 方面, 给了我们一份他们的预报表格 (方案)。中长期预报方面, 正处于探索途径的阶段, 有些想法是值得我们参考的。

### (1) SESC的太阳耀斑短期预报方案

耀斑的短期预报方案格式见表 II B4。所用部分名词的定义及说明如下。

1. 耀斑的X-射线分类, 是根据人造卫星上所得资料进行的分类。通常分成三类, 如下:

级 别	在1—8Å范围内的能量输出E
C	$10^{-3} \leq E \leq 10^{-2}$ 尔格厘米 $^{-2}$ 秒 $^{-1}$
M	$10^{-2} \leq E \leq 10^{-1}$ 尔格厘米 $^{-2}$ 秒 $^{-1}$
X	$10^{-1} \leq E$ 尔格厘米 $^{-2}$ 秒 $^{-1}$

此外, 在级别后面有时可加上一个数字以表示在该相应能量范围内的相对强度。如X-射线分类M3的耀斑将得到 $3 \times 10^{-2}$ 尔格厘米 $^{-2}$ 秒 $^{-1}$ , X-5将得到 $5 \times 10^{-1}$ , 等等。非高能耀斑是指小于X-射线分类C1的, 亦即产生于 $1 \times 10^{-3}$ 尔格厘米 $^{-2}$ 秒 $^{-1}$  X-射线的耀斑。

2. 黑子的McIntosh分类。详细说明见每年的SGD说明书或〔2〕。由三个字母组成。第一个字母表示经修正的苏黎世分类, 保留有A, B, C, D, E, F, H这七类, 将苏黎世的G和J型归併到其他类中。

第二个字母表示最大黑子的半影。x表示没有半影。r表示不完全的或不规则的半影。s表示对称的近于圆形的半影, a表示不对称的或复杂的半影, h表示大而对称的半影, 直径大于 $2\frac{1}{2}$ 日面度。k表示大而不对称半影, 在经度方向直径大于 $2\frac{1}{2}$ 日面度。

第三个字母表示群内黑子的分布。x表示单个黑子。o表示开放性的黑子分布。i表示中间型的黑子分布。c表示黑子的密集分布。

### (2) 对中长期预报方法的设想

SESC根据 $H_{\alpha}$ 太阳单色象和太阳磁象仪观测制作太阳大尺度磁场的全景图 (Synoptic Chart)。P. McIntosh将这种图上的大尺度磁场的正区和负区比做太阳上的磁性“大陆” (continent) 并且同地球上地壳的板块运动类比〔3〕。据已有的观测资料, 他们发现这种大尺度的正负磁性区在日面上作缓慢变化的运动。有些地方, 发生压缩和会合, 有些地方,

出现膨胀和发散。在中性线之间的区域（同一极性区域）膨胀到一定程度，磁力线形成开放结构，出现冕洞。在压缩的区域，冕洞就会闭合。在压缩和会合的区域，容易出现太阳活动。因此，有将冕洞看成是太阳活动的反面物<sup>[4]</sup>这种看法。这就需要连续地监视太阳大尺度磁场的运动，根据其运动和变化趋势对未来可能出现大活动的区域作出估计。据统计，75%的太阳活动发生在会合的区域<sup>[3]</sup>。

此外，在 Stanford 大学访问时，了解到他们的一些工作对改善中长期预报也是很用的。在大尺度磁场的分界线（中性线）附近形成的黑子群，有二种情况如图 II B14。图中虚线表示大尺度磁场的中性线。四个黑子群都是跨着中性线发生的。其中 1，4 二群的极性按极性规律同所在地点的大尺度磁场相反；2，3 二群的与大尺度场的相同。L. Svalgaard 等人将大尺度磁场极性排列同所在半球黑子极性排列相同的边界

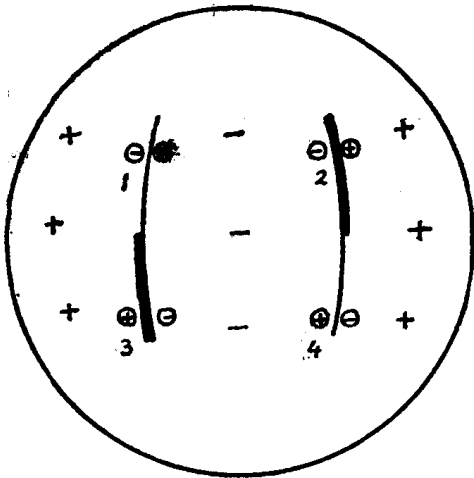


图 II B14 Hale 扇形边界

部分（即 2，3 二群黑子所在的大尺度磁场分界线）称为海尔扇形边界(Hale Solar Sector Boundary)<sup>[5]</sup>。在海尔扇形边界上空，绿冕具有极大强度。而在非海尔扇形边界上空，绿冕具有极小强度。据 Wilson 山天文台的测量，相应两种边界上的光球大尺度磁场结构和磁场强度也是有不同的。海尔扇形边界下的光球磁场对应大尺度场的极大值，非海尔边界对应极小值。从而推想，在海尔边界附近的黑子群会有较强的活动。而非海尔边界附近的黑子群应相反。这点也可同太阳活动经度的问题联系起来考虑。

表 II B4 空间环境服务中心（SESC）的太阳耀斑短期预报方案

任何耀斑 (%)	C 级耀斑 (%)	M 级耀斑 (%)	X 级耀斑 (%)	预 报 指 标
黑 子 分 类				
40	10	05	01	小的，简单的 { A, BXO, 开 放 的 { CrO, CSO.
70	30	10	01	{ BXi, Cri, CSi, Dri, DSO, Hrx, HSX, HaX, Eri, ErO.
90	50	30	05	{ DSc, DSi, Dho, ESc, ESi, EhO.
100	70	50	10	EhC, Ehi, HKx, FhO, Fhi.
100	90	70	30	FhC, Fkc, EkC.

磁 性 分 类





10	05	01	01	$\alpha$ 型
18	08	02	01	$\beta$ 型
60	40	20	05	$\beta-\gamma$ 型
80	70	40	15	$\delta$ 型
注意: 弱的 $\delta$ 型被认为是同一个 $\beta-\gamma$ 型一样				

磁 场 梯 度

30	15	01	01	$<.1$ 高斯/km
65	40	05	02	.1高斯/km
95	80	40	05	.5高斯/km
99	99	70	30	1高斯/km

任何耀斑	C级耀斑	M级耀斑	X级耀斑	预 报 指 标
				可测量的参数
				X-射线亮度
30	15	01	01	10X 背景
65	40	05	02	25X 背景
95	80	40	05	50X 背景
99	99	70	30	100X 背景
XUV亮度				
30	15	01	01	10X 背景
65	40	05	02	25X 背景
95	80	40	05	50X 背景
99	99	70	30	100X 背景
无线电亮度 (9.1)				
35	20	01	02	$\geq 50,000^\circ$
65	40	05	02	$\geq 100,000^\circ$
95	75	40	05	$\geq 250,000^\circ$
99	99	70	30	$\geq 500,000^\circ$

任何耀斑	C级耀斑	M级耀斑	X级耀斑	预 报 指 标
				活动区内暗条与谱斑密切的程度
90	60	10	04	1) 活动暗条
75	30	05	03	2) 不活动暗条
30	18	07	03	不与谱斑靠近
耀斑历史				
100	95	70	30	A) 如在过去24小时内已经发生了数个M或一个X级
95	90	50	05	B) 如在过去24小时内已经发生了数个大C级或一个M级
				发展阶段 (仅指简单双极群)
50	25			A) 生长
30	10			B) 成熟
40	15			C) 衰减
黑子动力学				
50	35			A) 自行 (同极性的小黑子团的连接)
95	85	50	02	B) 黑子生长 (如果黑子数从 $\leq 25$ 发展到 $\geq 50$ 或面积增长百万分之200)
95	85	50	10	C) 黑子衰减 (与B) 的判断相同但相反)

任何耀斑	C级耀斑	M级耀斑	X级耀斑	预 报 指 标
中性线方向 (在谱斑内)				
20	10	05	01	北—南 
50	30	10	05	东—西 
70	50	15	07	发针状  (东—西)
90	70	25	10	大体上圆形 



中性线杂复性

30	05			0—3扭结 (kinks)
50	10			4—6扭结
80	25			7—12扭结
100	50			>12扭结

中性线的时间变化

				如果中性线的复杂性愈来愈增加, 乘 $3/2$ 比例
--	--	--	--	----------------------------

磁场强度

60	40	05	02	1000高斯
95	80	40	05	2500高斯
99	99	70	25	4000高斯

与其他活动区相互作用

100	90	60	20	极性相反的一个或二个强黑子会合 注意: 此点用于当二个极相距 $2^\circ$ 或更小时。
-----	----	----	----	---

任何耀斑	C级耀斑	M级耀斑	X级耀斑	预 报 指 标
				有联系的暗条
				变暗。 一般规则: 如果有变暗的现象, 在耀斑几率上乘以1.2
				沿中性线亮点
				一般规则: 如果有亮点发生, 在几率上乘以1.2
				浮现磁通量
100	95	60	20	A) 如果见到一个弓弧形暗条系统而且其延伸大于 $7^\circ$
50	25	05	—	B) 如果在老的磁场中浮现一个新的EFR

全体黑子的参量

				A) X—射线 (1—8Å) 背景
—	—	乘以1.5	乘以1.1	1) $\leq ZC (10^{-3})$ 级
乘以1.7	乘以1.5	乘以1.1	—	2 $\leq 10^{-4}$
80	70	30	05	B) 10cm背景 (24小时内增加10%)
75	70	25	03	C) 扫频 (有IV型连续谱存在)

## 参 考 文 献

- [1] Williams, D. J., SELDADS; An Operational Real-Time Solar-Terrestrial Environment Monitoring System NOAA Technical Report ERL 357-SEL 37, March 1976
- [2] Mangis, S. J., Introduction to Solar-Terrestrial Phenomena and the Space Environment Services Center. NOAA Technical Report ERL 315-SEL 32. Jan. 1975
- [3] Purrett, L. A. Autumn on the Sun  
NOAA vol6. №4, Oct. 1976. 22—25
- [4] Goldberg L., Solar Ultraviolet and x-rays Friedman Symposium Lecture 24 May 1976
- [5] Svalgaard, L., and J. M. Wilcox, The Hale Solar Sector Boundary. SUIPR Report №661 March 1976. Submitted to: Solar Physics

## 8. 太阳地球物理资料

为了进行太阳物理、日地关系等方面的研究,必须积累和分析大量的观测资料。在美国科罗拉多州Boulder市有一个“国家地球物理和日地关系资料中心”(NGSDC),专门从事这方面的工作。它是国家海洋和大气管理局(NOAA)所属的六个资料中心之一。在日地关系方面,这个中心从世界上二百多个台站取得观测资料,并进行分类、整理、储存和出版工作。这方面的资料分为八个部份,即(1)太阳和行星际现象,(2)电离层现象,(3)耀斑有关事件,(4)地磁变化,(5)极光,(6)宇宙射线,(7)大气辉光,(8)其他。这个中心的出版物有两类。第一类是正规出版的期刊。首先是《太阳地球物理资料》(SGD),是月刊,分两部份,一是一、两个月内出版的即时报告(Prompt Reports),二是六、七个月内的综合报告(Comprehensive Reports)。其次是《电离层资料》,也是一种月刊。在1944—1974年,共出刊三十年。此外还有《日地物理世界资料中心A》丛刊,内容为一些特殊事件的资料。第二类是特种报告,称为“UAG报告”,不定期出版,已出约50种。

除日地关系外,这个中心还整理出版地震、海洋地质、地球物理、地磁等方面的资料。就地震来说,它从世界上150个地震台每年收到约30万份地震记录图纸。

这个资料中心除编印各种资料外,还可以向用户提供各种原始资料、数据、微缩胶卷、磁带记录等。它每年处理用户的要求约6000件。

该中心还有复印机、电子计算机等设备，可以对资料进行分析研究。

还应谈到，NGSDC不仅是美国的一个国家资料中心，它还是“国际科学协会理事会”（ICSU）所属的“日地物理和固态地球物理世界资料中心A”。（世界资料中心B设在苏联，而世界资料中心C按科分散在西欧和日本。）因此，NGSDC所直接和间接掌握的资料是很多的。

不久前ICSU成立了一个“日地物理特别委员会”，主席就是NGSDC的主任A. Shapley。这个委员会出版“日地环境监测公报”（MOHSEE）。内容有日地物理研究的动态、进展和新出版的资料。到1976年9月，已经出版8期。

## 9. 激光测月

月球是地球的卫星，也是人类进行太空观测的一个重要目标和基地。准确地测定月地之间的距离，在理论和实践两方面都有很大的意义。近年来美国McDonald天文台在这方面取得了较好的结果。下面是一个简略的介绍。

### (i) 概况

早在五十年代末和六十年代初期，Princeton大学的一些科学工作者已经提出用激光观测月球和人造天体的设想。不久后，在1962年，麻省理工学院的二位科学工作者就接收到从月球表面反射回来的激光脉冲。苏联克里米亚天文台用2.6米反光望远镜也得到类似结果。1966年美国和法国分别制作“向后反光镜”（retroreflector）组成的反光板，并从1969年起先后由美国的阿波罗宇航员和苏联的月球飞船放到月面上去，至今共放了五面。1969年8月1日，Lick天文台用3米望远镜最早接收到这种讯号，测距误差为7米。在这以后不久，McDonald天文台用2.7米望远镜也观测成功，而精度更高。从1970年起，这个天文台每月用60小时作激光测月，经过几年的钻研和改进，目前测距精度已达到3吋，今后几年可远提高到1—2吋。

### (ii) 设备

McDonald天文台用红宝石激光器产生很强的激光束，功率达 $10^9$ 瓦，每隔3秒钟发射一个脉冲。脉冲持续时间极短，仅约 $3 \times 10^{-9}$ 秒。激光的波长为 $6943.0 \text{ \AA}$ 。激光脉冲在2.7米望远镜的折轴焦点产生后，照满整个镜面，然后射向月球。激光束和理想的平行光略有差异，只发散1—2弧秒。每一个激光脉冲长4呎，宽9呎，含有 $10^{18}$ 个光量子。在飞越38万公里路程后，它射到月球表面时面积约为10平方公里。一部分光量子射到反光板上，然后反射回地球。

反光板的面积约一平方米，上面有百个向后反光镜。由熔石英制成。下面是正方形，上面是圆形，直径3.8厘米。从任何方向射到这种反光镜上的光都可沿着正好相反的方向射回。

激光束射回地面时，截面积扩展为几十平方公里，因此，虽然在激光往返地月之间2.4—2.7秒间隔内，地球在空间移动了，但McDonald天文台仍在激光束范围。当然，光量子的耗散和损失非常厉害，射回望远镜的光量子只能逐个地用超灵敏度光电倍增管接收，并用电子仪器精确测定时间（精度达0.1nsec）。

### (iii) 观测

从1969年以来，McDonald每月有三个星期（避开新月），每天观测3次，每次45分钟进行激光测月，已经积累了大量的资料，到目前为止，测距误差已缩小到了3吋。但这些资料的

进一步处理过程甚为复杂，要作许多项改正（如地球大气的密度和湿度，月球的天平动等等）。此外测量的结果只是从 McDonald 2.7 米镜面到反光板之间的距离<sup>o</sup>。而从这个距离推导出月球和地球重心之间的距离还需要一番复杂的推算过程。这些情况在〔1〕中有比较详细的讨论。在地球大气中，激光束会受到折射。另外，在空气中光速和真空中不一样，而这些都与大气的物理状态即大气模型有关。

#### （iv）意义

激光测月除掉准确测定月地距离外，还可以达到以下几个目的：

1. 验证广义相对论——前些年出现一些与爱因斯坦相对论大不一样的其他理论。主要是 Branc-Dicke 的标量—张量理论。用这种理论计算月球的轨道和相对论的结果只差几呎。用一般方法很难判断孰是孰非。现在有了激光测月的精确结果，就可以作出明确的判断。结果已经有了，月球轨道同广义相对论符合到几吋之内，还是相对论正确。

2. 判断引力常数是否在变化——近年来出现一种新的物理理论，认为引力常数不是常数，而在逐渐减少，每年变小  $10^{-11}$ 。这用一般办法察觉不出来。但是通过激光测月可以争取作到这一点。因为如果引力常数有这样的变化，月地距离每一年会增加半吋。用几年累积的资料，就可以设法察觉出这种变化。

3. 测量大陆漂移——地质学的若干证据表明，地球上的几大洲不断在移动。Texas 大学正准备作 1 米左右的望远镜流动式地到不同地方进行激光测月观测。这样能设法测出板块移动的方向和速率。这对地震预报会有较大的作用。

4. 研究地球和月球内部的变化——月球绕着地月系统的重心运转。当这两个天体的内部状况有变化时（例如地球的核心在扩散或收缩），这会引发月球运行轨道的某些微小的变化，而这些变化也许能够由激光测月的结果推导出来。进一步说这还会有助于太阳系演化的研究。

---

〔1〕Bender P. L. et. al, 1973, Science, 182, 229.

# 第三章 射电天文部分

## 天体物理学考察组

在这次访美期间，我们参观访问了十三个射电天文研究单位，基本情况列于下表：

日 期	参 观 单 位	主 要 接 待 人
1976年11月12日	国家标准局分子光谱部门	A. G. Maki F. J. Lovas
11月15日	Haystack天文台	M. L. Meeks
11月16日	麻省理工学院天体物理部	B. F. Burke
11月17日至19日	国家射电天文台Green Bank部	W. E. Howard S. Von Hoerner K. Keilermann
11月22日	国家射电天文台Charlottesville本部	D. Hogg
11月24日	国家射电天文台Socorro部	J. H. Lancaster A. R. Thompson
11月28日至29日	国家射电天文台Tucson部	M. Gordon
12月1日	宇航公司El Segundo部	E. E. Epstein
12月3日	加州理工学院天文系	M. H. Cohen F. Lo (鲁国镛)
12月5日	马里兰大学Clark Lake天文台	Mahony (?)
12月6日至7日	Owens Valley射电天文台	A. T. Moffet
12月9日	Stanford 大学射电天文研究所	R. N. Bracewell
12月10日	加州大学 Berkeley 分校天文系	J. Welch

这次考察的目标除了美国射电天文学的现状与动向外，重点摆在具有美国特色的几项实际技术上，这就是：“甚大天线阵”综合孔径系统，毫米波射电望远镜系统，和“甚长基线干涉仪”。

这些项目正是美国当前集中力量发展的主要内容。在考察中我们比较系统地了解了他们这些工作的经验和挫折，讨论了其中的关键技术和发展方案。现将这次考察的结果分三部分加以介绍：A，美国射电天文工作概况，B，毫米波射电望远镜，C，甚长基线干涉仪。

在这次访问中，我们参观过的单位包括了美国大部分主要的射电天文台，一个例外是在

波多黎各的 Arecibo 台（由于路远没有列入访问日程）。雷达天文学以及大气外射电天文学虽然在美国的天文研究中也占有一定份量，但是为了避免分散精力，也没有列入考察的范围。

## （一）美国射电天文工作概况

### 1. 历史

虽然第一次接收到宇宙射电（三十年代初期）和第一具射电望远镜的制成（1940年）都是在美国实现的，但是直到六十年代中期，美国的射电天文工作一直落后于西欧和澳大利亚。看起来力量分散是造成这种落后的一个主要原因。

当时，射电天文的实测水平远远跟不上需要（例如：定位的需要，与光学天文相配合的需要，理论推测的需要），创造更精，更大的射电望远镜成为发展射电天文学的一个决定因素。这就需要技术上的创新和比较大的设备投资。而当时在美国，设备上的投资是分散的，而由于人力不够集中，也没有任何值得称道的创新。

美国射电天文工作者意识到了这一点。1954年他们提出了建立国家射电天文台的建议，经国家科学基金会同意，于1956年开始选址，1957年在现在的 Green Bank 天文台址上安装了第一面由国家投资的射电望远镜。

美国建立国家射电天文台的决心是大的。Green Bank 台址圈定了 2700 英亩。所在的西弗吉尼亚州通过了一项法律，保护这个天文台不受无线电干扰。但是他们在建台初期就遭到了一次颇大的挫折：为这个台配设的一项主要设备，即，当时比欧、澳所有望远镜都要大而精的 42 米射电望远镜，化了七年工夫，投资一千四百万美元，才迟迟地于 1965 年投入使用。这比同类型的设备贵了许多倍，而比澳大利亚的 63 米射电望远镜则晚了两年启用。

这个挫折应归罪于缺乏远见。由于没有看到电子计算机和其他控制天线的自动化设备的发展前景，他们坚持使用赤道装置，以致造成了机械上很大的难度。（应当指出：当时射电望远镜机械加工的水平大致上是，用中等投资，例如一、二百万美元，可以做到使直径 25 米左右的的天线适用于大约 3 厘米波长。而工作到同样波长的 42 米天线则在那时还是一个新的尝试）。

美国在天文学上集中使用资金的意图具体体现在美国科学院关于天文设备计划的预算报告中。其中“地面天文十年计划（1964—1973）”提出了对射电天文设备提供九千七百万美元的投资。（这些报告和计划都是建议性的，但具有一定的权威）。他们的目标是要建一个性能上（灵敏度，分辨本领…）超过其他大型设备十倍至一百倍的射电望远镜。当时，国家射电天文台，Owens Valley 天文台，以及 Arecibo 天文台等对这种射电望远镜都有自己的方案，“十年计划”采取了兼容并收的方式。但是后来在批准的任务中放弃了 Owens Valley 天文台的方案，而把主要力量集中在国家射电天文台的“甚大天线阵”系统上。至于 Arecibo 的方案，由于投资比较小（几百万美元），于 1974 年得到了部分实现。

国家射电天文台在 1961 年开始酝酿甚大天线阵系统。最初考虑用由多面 25 米直径的天线组成的“阵”。现在看来，这个方案也和前面说过的 42 米天线一样，只是在原有的设计概念上扩大尺寸和增加数量，没有什么创新。1963 年以后，由于“综合孔径”技术在英国试验成功，他们（美国国家射电天文台）很快地就引进了这个经验，于 1965 年定下了用 36 面 25 米天线分布在 Y 形的三叉臂上的方案。Y 的每个臂长 21 公里，从而构成了一个“甚大”的“阵”。

1966年他们提出了这个甚大阵的计划任务书，申请投资五千万美元左右。这个计划在技术上几经修改，最后发现用27面天线（外加一面备份）已能达到全部要求。但是到了现在，总投资数估计须达七千六百万美元。

甚大阵于七十年代初选定了在新墨西哥州的一个沙漠高原上安装。预计1981年可以竣工。

至大阵的投资属于国家专款。由于美国经济衰退，目前不能一次拨出，而只能每年提供大约一千三百万美元。这不但使施工年限拖长，而且限制了其他射电望远镜的建设（例如，业已通过的25米毫米波射电望远镜必须等到甚大阵投资结束后才能得到资金）。

甚大阵是美国天文学计划中最大的一项努力。这种类型的设备，即，“综合孔径”系统，目前在荷兰、英国都已经运转数年，达到了成熟。美国的方案根本上说来是以大得多的投资把系统搞得更大，更复杂，预计在1981年完成后将可以发挥较大的威力。

尽管如此，我们认为甚大阵的建设就和一些大型加速器一样，表现了工程的规模，足以反映一个国家工业的发展程度，但却不一定能够说明它的学术水平。从学术意义上，改变美国射电天文落后状态的，到目前为止，并不能说是投资甚大的甚大阵，而是毫米波工作和甚长基线干涉仪。

这两项工作都是在六十年代末期渐露头角的。它们涉及的研究课题我们将在(2iii)节中介绍。但这里需要注意到，这两者都是在射电天文研究领域开辟出的新的园地，而它们所花费的设备投资却是相对地低廉的。我们的看法是，毫米波工作的成功是来自正确的科学见解（即：对天体上毫米波辐射的重要性以及对毫米波段接收技术的可能发展作了符合事实的估计）而甚长基线干涉仪则主要是技术上的一项创新（当时在加拿大和美国实现了在相隔千、百公里的不同天线上，利用各自的“原子钟”作为本机振荡器，从而形成互相联系的干涉仪的概念。这一试验的成功使射电天文设备从历史上的“低分辨本领”的地位一跃而踞在“超高分辨本领”的高层）。甚长基线干涉仪所需的条件基本上只是组织现有的大型射电望远镜配合起来工作，并适当地使工业上业已提供的电子计算机和磁带录放机等。

这两项设备于六十年代末在美国投入使用后，为天体演化，星系结构等重大天文课题写出了新的章节。到现在为止，美国在这些方面一直处于比较领先的地位。

总的看来，美国的射电天文研究挤入先进行列是从六十年代后期开始的。围绕着11米毫米波射电望远镜（国家射电天文台）和甚长基线干涉仪（国家射电天文台等单位）展开了大量的研究课题，客观上形成了人力的集中，而这反过来又促进了设备的改进（特别是辅属设备的改进）并为进一步的发展提供了条件。与此同时，甚大天线阵本身在技术上也是一项重大的研究课题，集中了很多的研究、技术力量。这样一些相对集中的情况在很大程度上改变了美国以往射电天文队伍力量分散的局面。目前，最大的几个天文台拥有供全国使用的射电天文主力设备。许多较小的研究单位本身的技术研究工作多半偏重于实验室课题，设备上的发展基本上是小规模的，而它们的许多天文课题则主要利用了国家射电天文台等较大台站的设备，这对他们来说，可算是在原有分散铺开的基础上放入了集中的因素。我们觉得，这种集中地使用资金以及由此而带来的人力和课题方向的相对集中，对近年来美国射电天文的发展可能是具有颇大意义的。

## 2. 现状

### (i) 组织情况

美国射电天文台中最主要的是由国家设立的，也就是由国家科学基金会拨款建立并提供常年开支的。目前这种的国家天文台共五个。其中两个是射电天文台，即，国家射电天文台和国家天文与电离层中心（National Astronomy and Ionosphere Center）。

国家科学基金会有正、副主任各一人。下设七个部。其中之一是“天文、地球、海洋、及空间天文”部。每个部都有一个助理主任。该部的助理主任目前是 Hughes。部下面设若干分部。负责天文学的是“天文科学分部”。现认主任为 W. E. Howard。该分部下设三个组：1，大学组（主任 R. M. Price），下分太阳，行星，恒星，天文设备等分组，2，频率管理组（联系天文上所需无线电频率的分配。目前缺），3，国家中心组（主任：R. La-count），下设国家基特峰天文台，国家射电天文台，国家天文与电离层中心，及萨克峰天文台等分组。

1975年度国家科学基金会经费共 8 亿美元。拨给“天文科学分部”中国国家中心组 38 百万美元。（其中国家基特峰天文台 8 百万，国家射电天文台 7.5 百万美元），大学组 16 百万美元。（一般一个大学的天文系只能得 6 百万美元左右）。甚大天线阵专款每年 13 百万美元在外。

国家科学基金会不负天文台管理的责任。这通常委托给一个大学或多个大学组成的团体。在上述两个射电天文台中国国家射电天文台归“联合大学有限公司”（AUI）管理（该公司由哥伦比亚，康奈尔，哈佛，约翰，霍普金斯，麻省理工学院，宾夕法尼亚，普林斯顿，罗彻斯特及耶鲁等八个大学组成）在 Arecibo 的国家天文与电离层中心则由康奈尔大学管理。

国家设立的天文台的设备规定归全国使用。天文台本身只是负责设备的管理和发展，以及一年中观测日程的安排。全国各地要求使用设备的人可以向天文台提出申请，说明所作的课题，设备，频率，及需用时间。天文台将所有申请书交几个不露名的审查者，根据学术内容提出意见，然后结合台内各技术组（仪器管理，研制）的意见，集中起来制定一年观测时间的分配计划。天文台的职工当然也可以占用观测时间，但分配时并没有很多优先。作为一个例子，国家射电天文台本身的科研人员 25 人，每年接受外来观测者约 250 至 300 人。本台人员使用设备所占比例大约为 10—15%。

除国家射电天文台外，其他较大的天文单位的射电望远镜同样也归全国使用（它们也都是由国家科学基金会以及一些大企业资助）。象 Haystack 天文台，Owens Valley 天文台等都是如此。但对于他们，一般申请使用设备的人数不如国家射电天文台的多。

在美国，大型天文设备的建设，通常由科学院委托一个专门小组来研究并提出建议。决定后，承担任务的天文台提出设计方案并作出预算，申请资金。小规模设备的发展或购置则在日常经费中开支。观测仪器的改进和增设，由“观测者（包括外来的）代表会”和本台研究人员，技术组等协商，由台领导作出决定后列入年度计划。

国家射电天文台每年需要将设备的指标，状态等报告国家科学基金会。每五年要和这个基金会重订一次工作合同。大型设备每年要审查二次计划的进展情况。

美国射电天文单位的研究人员有在编人员（通常是正副教授，工程师，正副研究员），聘请人员（二年或三年合同的助理教授或研究人员），及研究生。常常是研究生担任了不少的设备发展工作，有时还有半工半读的学生参加一些具体工作。

#### (ii) 主要射电天文台及主要射电望远镜表

从表Ⅲ—2 中列出美国的主要射电天文台和它们的主要设备。



表中的射电天文台分三类：第一类是这次访问中调查了解到的；第二类是这次虽没有访问、但是配设有大、中型射电望远镜而且主要是在进行射电天文工作的；第三类是设有大型天线但只用少部份时间搞射电天文工作的。后两类的资料主要取自北京天文台“天文动态”第14期（1972）吴盛殷同志的文章。

表中“所属机构”一栏中一部分用了简写名称，相应的全名可参看本报告的“索引”。

### （iii）主要研究课题和科研队伍

天文学研究的第一手资料是通过天文观测得来的。射电天文技术方法作为天文实测的一种有力手段，二、三十年来，它的进展一直在导致着新的现象和新的领域的发现，从而扩大了天文研究的范围，推动了天文研究的发展。

目前，射电天文技术方法的发展方兴未艾。这方面的研究在天文学中占着十分显著的地位。在美国，突出的三项工程，“甚大天线阵”，大型毫米波射电望远镜，和“甚长基线干涉仪”，集中地体现了他们在这方面的努力。在学术意义上，三者都是比较大的综合研究项目，包括了天文方法，电子学技术，数字技术，以及机械工程技术等的理论和实验内容。我们将在后面各节中重点介绍这三个项目的情况。而这里将主要叙述一下天文研究课题。

射电天文的理论课题，很大程度上集中在两个方面。一方面是随着射电天文观测的进展，提出对新资料的解释，或提出某种新方向。另一方面，根据天文学本身的进展，对射电天文的实测提出要求或指出方向。这两者都紧密联系到射电天文观测，因而也紧密联系到射电天文台。我们这次的考察任务是以了解各天文台的工作为主，因而也接触到这些理论工作。不过，由于我们把重点放在实测技术上，分配给理论方面的时间较少。而这里所能报导的事实上只是一鳞半爪，不能当作有关理论工作的完整材料来看。此外，还有一部分理论工作不是和实测直接挂钩，如演化学说，宇宙论，以及一些与射电天文有关的物理、数学、化学等方面的理论课题等。这些方面的科学家大半不和天文台或望远镜在一起，除极少数外我们这次都没有接触到。他们的工作在这里将不加报导。

美国近几年与射电天文观测挂钩最多的天文课题无疑是射电谱线，特别是毫米波分子谱线的工作。

在原子谱线中（中性氢以及氢和一些其他元素的复合谱线），用21cm氢线探测银河系结构已经进行了多年，目前仍在逐渐扩充成果。但是比较引人注目的是近年来对河外目标所作的21cm谱线观测。不过，这方面的成绩主要应归于欧洲的一些天文台（英国、荷兰）。

美国在射电天文谱线方面的工作主要围绕着国家射电天文台的两具望远镜：43米望远镜和11米毫米波望远镜。尤其是后者，它发现了迄今发现的毫米波分子谱线的绝大部分。

在厘米波谱线中，除了21cm氢线外，18cmOH线，6.3cmH<sub>2</sub>CO线和1.4cmH<sub>2</sub>O线占有突出的地位。美国国家射电天文台的主要设备，包括43米望远镜，91米中星仪（以及“甚大阵”）的谱线接收机都针对性地设计在这几个波段上。他们这几年的工作有：通过普测这些分子源在银河系中的分布，对银河系中的大尺度结构提供了进一步的材料；把分子源，特别是OH和H<sub>2</sub>O的脉泽源与一些特殊目标，如H II云，尘云，红外源，射电源等连起来研究，在早期恒星演化以及星际化学等方面加上了一些重要的新内容。

到目前为止，已知的射电天文分子谱线来自近40个分子。记录到的大约有100个线和带，其中三分之二处在短毫米波段。从历年射电天文上发现的星际分子的情况来看（1963年以前无，1968年3种，1972年22种，1976年36种），这方面的发展处于加速之中。当前正致力于亚毫米波的技术过关，预计这种加速的势头将还会持续下去。

天文台及所在地	所属机构	天 线		主要工作频率	备 注
		口 径	巡天范围		
第一类 国家射电天文台 (Green Bank)	AUI	43米	时角 $\pm 6$ 时 赤纬 $-50^{\circ}$ $\sim +90^{\circ}$	1.35—1.73GHz 4.5—5.0GHz 14.4—15.4GHz 22—24GHz	2700米轨道中变距, 外加14米流动天线组 成干涉仪
		91米	中星仪	1.35—1.73GHz 4.5—5.0GHz	
		26米 $\times 3$	全天*	2.7GHz 8.1GHz	
国家射电天文台 (St. Augustin Plain, Socorro)	AUI	25米 $\times 27$	全天	1.35—1.73GHz 4.5—5.0GHz 14.4—15.4GHz 22—24GHz	现已安装好8面, 竣 工后在臂上各为21公 里的Y形轨上工作
国家射电天文台 (Kitt Peak Tucson)	AUI	11米	全天	47.5GHz 67—85GHz 80—120GHz	配有天文圆顶
Haystack天文台 (Westford, Boston)	NEROC	37米	全天	7.6—8.4GHz 14.7, 15.5GHz 20—25GHz 43GHz	配有球面罩, 有时 与18米天线配合作干 涉仪
Owens Valley 天 文台 (Big Pine, 加州)	CIT	40米	全天	0.6, 1.4, 3.8, 7.5, 11, 18GHz	
		2.75米 $\times 2$	(赤道装置)	可到18GHz	700米轨道中变距, 并与40米配合作干涉 仪
Clark Lake射电天 文台 (加州)	马里兰大学	10米	全天	可到300GHz	目前接近完成
	爱阿华大学	螺旋, $\times 720$	天顶至 低仰角	15—120MHz	T形阵, 臂长 $3 \times 1.8$ 公里
		“麻花” 十字	时角 $\pm 10$ 分 赤纬 $33^{\circ} \pm 60^{\circ}$	34MHz	十字臂长 $1184 \times 832$ 米
宇航公司电子实验室 (EI Segundo 洛杉矶)	宇航公司	4.6米	全天	70—120GHz	
Stanford射电天文 研究所 (Stanford, 加州)	Stanford 大 学	18.3米 $\times 5$	全天	10.7GHz	“最少重复”排列, 基线206米
Hat Creek天文台	加州大学	8米 $\times 34$ 26米	全天 全天	3.3GHz 1.4, 1.7, 5.0GHz	十字栅式干涉仪

天文台及所在地	所属机构	天 线		主要工作频率	备 注
		口 径	巡天范围		
(加州)	Berkeley 分校	6米×2	全 天	可工作到15GHz 21, 38GHz等 可工作到150GHz 35, 94, 134GHz	正开展毫米波干涉 仪试验
德克萨斯大学电工系 (Mount Locke)	德克萨斯 大 学	4.9米	全 天		
德克萨斯大学射电 天文台 (Marfa)	德克萨斯 大 学	305米×2 及其它	中星仪	380MHz	东西, 南北各3.2公 里干涉仪(带宽综合)
第二类 Areibo天文台 (波多黎各)	NAIC	305米	0°—20° 天顶距全 方位	430MHz, 1.4, 3.0GHz	
Vermillion River 天文台 (Danville)	伊利诺大学	122×183米	中星仪 天顶距 ±30°	611MHz	球形反射面       Kraus式反射面
俄亥俄州大学天文台 (Delaware)	俄亥俄州 立大学	36.6米 111× 21.3米	全 天 中星仪时角 ±7.°5天顶 距±50°	3GHz 2GHz	
哈佛射电天文站 (Fort Davis)	哈佛大学	26米	全 天	1, 5, 10GHz	
海军研究实验室 天 文 台 (Maryland Point)	NRL	26米	全 天	30GHz	
Sagamore 山射电 天 文 台 (Hamilton)	空 军	25.6米	全 天	10GHz	
密西根大学天文台 (Dexter)	密西根大学	26米	全 天	10, 18GHz	
第三类 喷推进实验室 Goldstone 站 (加州)	CIT	64米	全 天	可工作到 10GHz以上	
Gilmore Creek 计量 处 (Fairbanks)	NASA	26米×2 26米	全 天 地平以上 10°	3, 8.5GHz 136, 400MHz 1.7GHz	
空军剑桥研究实验室 (Waltham)	空 军	8.8米	全 天	35GHz	与64米同属人卫网

\*注: 表中“全天”一词泛指“巡天”范围可达, 或多于地平以上, 天北极以南的天区。

在短毫米波工作中, 2.6mm CO线发现于1971年。CO是一个特别稳定的分子, 在星际空间中丰富度很大。近年来11米望远镜观测了CO源在银河系里的分布和速度, 对进一步了解银河系的结构和组成提供了重要线索。许多工作者用CO线来探索尘云, 红外源, H II区等特殊目标的结构, 得到了一定的结果。例如发现了CO源的范围延伸到H II区光学边界之外, 对于云的物理状态, 如紫外照明等提供了新的材料。

直到最近, 11米望远镜CO谱线接收机的观测时间分配, 始终排着长队。

利用分子谱线来研究天文目标的物理和化学性质并不是一个新的问题。从原理上可以全面应用经典的天体物理学。但是, 由于射电波可以穿过光波透不过的尘云, 而分子旋转跃迁所需要的激发能比普通光学谱线的跃迁小得多(因而强度很低的背景辐射也能产生吸收线), 这就提供了天文学上前所未有的实测手段。利用适当的分子谱线可以导致新型目标的发现以及对一些特殊目标, 例如在演化问题上意义重大的尘云, 球状体, 红外源, H II区等的新的了解。

分子谱线所说明的分子品种, 本身就透露出了宇宙间的化学组成。寻找新的分子已经成为毫米波射电天文的“热门”之一。近几年来, 相当多的工作还化在寻找已知分子的同位素谱线以及另外的跃迁谱线, 用以做出比较定量的分析。

从化学的角度来看, 星际空间的环境(平均自由程可达  $10^{15}$  cm, 温度只有绝对温度几度到一、二百度)可以产生地面上无法模拟的化学反应, 这使得通过星际分子的研究, 使宇宙空间成为地面化学实验室的补充。几年来星际化学的工作在美国也有一定的进展。

上面这些工作, 在美国集中了不少人的注意力。仅在1975年一年, 11米毫米波望远镜就提供给了40个不同单位的120名工作人员使用。半数以上的工作是利用已知谱线进行新的观测, 另一部分有相当多就旨在寻找新谱线。

到1976年8月1日为止, 已经发现的星际分子见表III—3。

在美国的天文分子谱线研究中, 国家标准局做了相当重要的工作。他们在微波波谱实验

表 III—3

	无 机	有 机		无 机	有 机
双 原 子	H <sub>2</sub> (紫外), OH SiO, SO, SiS	CH, CH <sup>+</sup> (光学) CN, CO, CS	六 原 子	无	CH <sub>3</sub> CH, CH <sub>3</sub> CN, HCONH <sub>2</sub>
三 原 子	H <sub>2</sub> O, N <sub>2</sub> H <sup>+</sup> , H <sub>2</sub> S, SO <sub>2</sub>	HCN, HCO, HNO, OCH, OCS	七 原 子	无	CH <sub>3</sub> NH <sub>2</sub> CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H HCOCH <sub>3</sub> H <sub>2</sub> CCHCN HC <sub>5</sub> H
四 原 子	NH <sub>3</sub>	H <sub>2</sub> CO, HNCO, H <sub>2</sub> CS	八 原 子	无	HCOOCH <sub>3</sub>
五 原 子	无	H <sub>2</sub> CNH, HCOOH, HC <sub>3</sub> N	九 原 子	无	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> O CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> OH

室中发展了对天文学有关的分子波谱的测量方法，并编制了分子谱线表。到目前为止，已经完成了对 $\text{H}_2\text{CO}$ ， $\text{H}_2\text{CS}$ ， $\text{NH}_2\text{CHO}$ ， $\text{H}_2\text{C}=\text{NH}$ ， $\text{CH}_3\text{OH}$ ， $\text{H}_2\text{S}$ ， $\text{H}_2\text{O}$ ， $\text{OCS}$ ， $\text{HCN}$ ， $\text{CO}$ ， $\text{CS}$ ， $\text{SiO}$ ， $\text{SO}$ ， $\text{CH}_3\text{CHO}$ ， $\text{HNCO}$ ， $\text{SiS}$ 等16种与天文学有关的分子谱线的总评查，并发表在11份报告中。此外正在进行评查的还有13种分子，它们是 $\text{H}_2\text{C}=\text{CHCN}$ ， $\text{CH}_3\text{OCH}_3$ ， $\text{CH}_2\text{CH}_2\text{OH}$ ， $\text{SO}_2$ ， $\text{CN}$ ， $\text{HNC}$ ， $\text{HCO}$ ， $\text{HCO}^+$ ， $\text{HN}_2^+$ ， $\text{HCCCN}$ ， $\text{HC}_5\text{N}$ ， $\text{OH}$ ， $\text{HCOOCH}_3$ 。

美国射电天文研究的另一个突出点是河外射电源。近十年来，自从大型综合孔径射电望远镜（荷兰，英国）投入工作以来，河外射电源引起了很大的注意。七十年代初期对许多河外源的连续谱已经有了比较充分的材料和可信的理论解释，有许多源已经得到了光学证认，并有了红移数据，光学分类也比较明确，如各种类型的星系、类星体等。综合孔径方法给出的高分辨率图象，揭露了很多河外源都有着扁长的外形，往往包含有两个致密的源（核），或三个致密源，乃至更多的细节。在许多对称的扁平结构中往往中间的致密源与光学星系或类星体相符合，而两边的展源则伸出到了很远的空间。最近甚长基线干涉仪的观测发现有的中心致密源可以分解为很接近的两个核。在两边，通常是远外沿最“亮”，而且也含有致密核。在大部分的这种复杂结构中，所有的源基本上是排列在一条直线上。当然还有好些例外，比如“一核一晕”形状（这可以解释为上述那种扁平形的源从一端看去的形状），以及“头尾”（一个核拖着一个展源尾巴）射电源等。

这种发现为河外星系的研究打开了新的一页。而这里有着甚长基线干涉仪的贡献。

在美国，甚长基线干涉仪的工作基本上是利用各个天文台的大、中型射电望远镜。可以有从几百公里到二、三千公里的基线。和欧（瑞典，苏联，西德），澳的天文台协作则可以得到跨洲的基线。最直接了当的应用是用长短不同的基线各自独立地观测，用以估计射电源的角大小（以及方位）。到目前，分解出的最小的角径达 $0''.0002$ 。使用这种技术已证实了很多致密源的致密性质，这对于理解它们的物理内容有很大的作用。进一步的实验是用三个或更多的基线（三个或更多的观测点）协同观测，这在一定的模型假设之下，可以拟合出源的二维结构。图ⅢA 1是最近得到的一幅3C 273（一个有名的“头尾”射电源）的图象。（用2.8cm波长，由美国的三个天文台和西德的一个天文台联测）。分辨率约 $0''.0002$ 。这个源，和一些其他的源，都表现出了结构上随时间的变化。主要是扁平形两边的成分在分离，表明源在快速膨胀。如果谱线红移可以用哈勃关系来理解的话，有些源的膨胀速度，表观上应超过光速。

河外源的这种奇特的结构（大尺度，成双，成直线……）和奇特的运动成为当前天体物理理论研究的焦点之一。美国在这方面也作了相当多的工作。基本情况可以参考D. S. De Young的评述文章<sup>[1]</sup>。

美国国家射电天文台等单位目前正筹备组织比较固定的甚长基线干涉仪观测网<sup>[2]</sup>。图ⅢA2表示美国七个台站（21种基线）的“U-V平面”复盖情况。

甚长基线干涉仪的应用当然不止是河外研究。在银河系工作中，它对于测量银河核的细节，测定分子源的位置和大小等方面，都作出了成绩。另一方面，甚长基线干涉仪技术用在天体测量和测地方面，在美国也做了比较多的考虑（和初步实验）。这我们将在本章C节中介绍。

其他方面的工作中，脉冲星的研究因为主要观测基地在Arecibo，没有列入我们的访问

日程。在太阳系射电方面，一些行星课题如木星爆发，金星及其他行星的大气等，在美国几年来陆续有一些一般性的工作。太阳射电的研究情况我们在访问中也只是略有接触。但了解到前些年为日面活动的研究和预报服务的两项设备，即Stanford的9.1cm波长34面天线干涉仪和宇航公司在El Segundo的4.6米毫米波望远镜先后都中止了太阳工作。前者以往一直为“太阳地球物理资料”刊物提供每天一张的太阳厘米波二维图象，后者在研究日面毫米波源与耀斑爆发的关系上得到过一些结果。一些常规监测日面活动的小型设备仍在工作，但不是在我们访问过的天文台上。

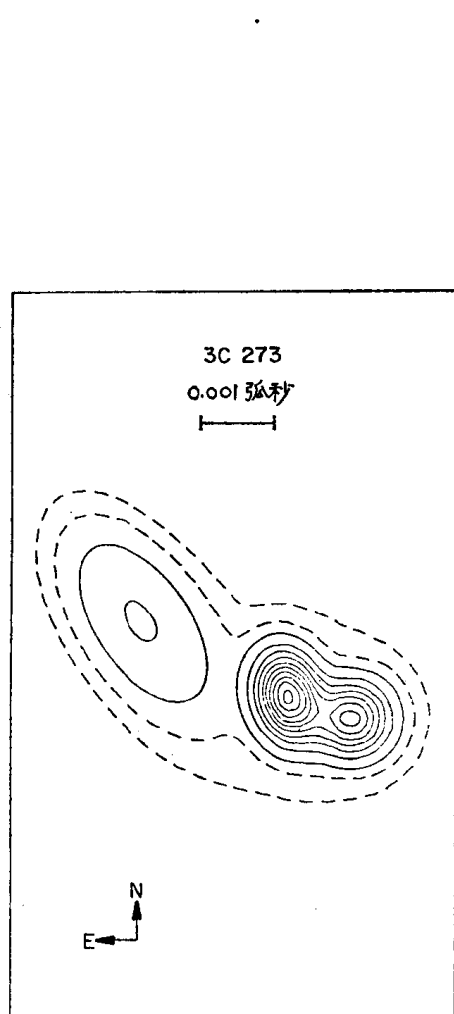


图 III A 1 3C273 (五台站甚长基线干涉仪观测结果)

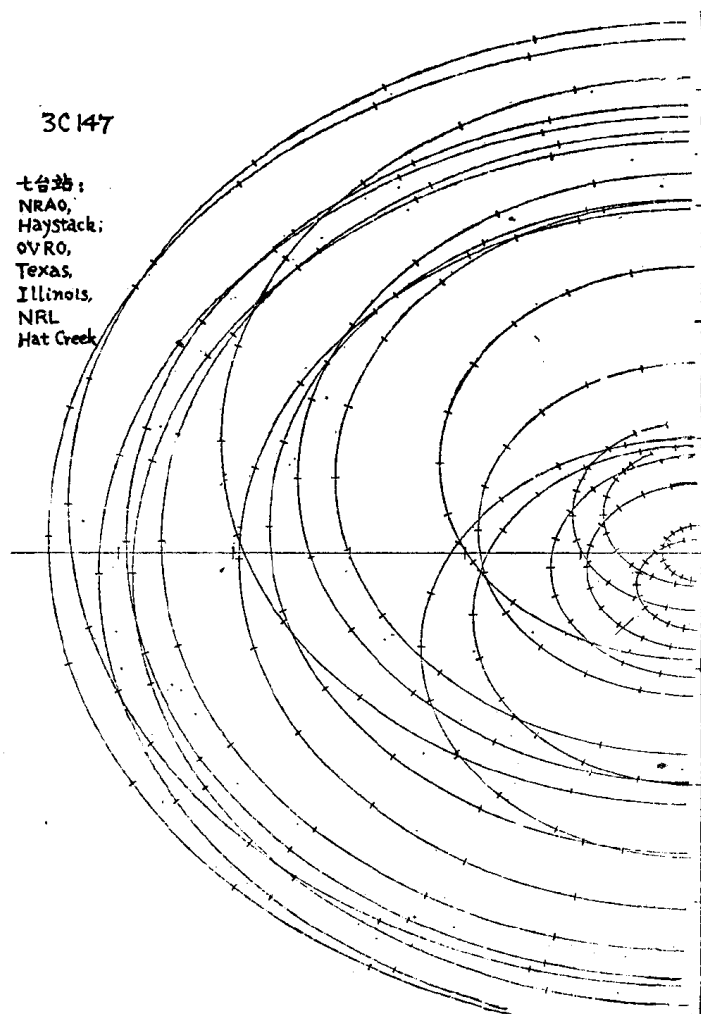


图 III A 2 美国七台站，21基线的U-V平面复盖

大型设备中兼做一部分太阳射电研究的有Green Bank天文台的26米直径干涉仪和Owens Valley天文台的43米加 $2 \times 28$ 米直径干涉仪。他们主要用在记录日面的厘米波段精细结构，分辨率达几弧秒。当前的课题有耀斑区射电的大小，强度，偏振，耀斑前的现象（如偏振变化等），宁静太阳上的小斑活动，太阳脉动等。在Clark Lake天文台目前正在研制一台15—125MHz的宽频带太阳综合孔径射电望远镜。这是美国目前唯一的专用于太阳观测的大型射电设备，预计两年左右将可投入工作。（见以下第(4)iii分节）。

关于美国射电天文队伍，我们没有确切的统计数字。但是从国家射电天文台的编制以及

使用该天文台设备的专业人员数目来看,大致上可以估计为研究人员和电子工程人员各五、六百人左右,研究生大约200人。由于目前美国天文部门就业机会不多,研究生中相当大的部分毕业后不一定从事天文工作。

在我们遇到的比较活跃的研究人员中,30岁左右的人居多。这些人,按照美国的体制,都经过研究生阶段的训练。相当一部份都具有从事天文研究和从事设备研制的经历。例如在“甚大天线阵”工程中,目前在各项设备的安装、调校,以及电子计算机的专用软件设计中,大部分都是做天文分子谱线和宇宙射电研究的。负责设计和试验25米和10米毫米波天线机械结构的则是年长的天体物理学家。Owens Valley天文台的量子放大器也是由一个青年天文学家自己设计、安装的。

在美国射电天文台中,相当一部分的发展工作是研究生做的。一名教授通常带一至三、四名研究生。天文台的具体任务通常也安排为研究生论文的一部分。美国研究生学制约三年。

在射电天文队伍中,电子学工程人员的人数大约与天文研究人员相当。他们从事有关的电子技术的研究工作,包括象“甚大天线阵”接收机系统,甚长基线干涉仪的记录终端和处理系统,电子计算机的各种接口等重大项目。但他们中间也有参加天文研究课题的。观测设备的维修通常也由工程人员负责。

电子学部件的加工一般在实验室里进行。只有少数的协助安装工作的人员。一些部门设有电铸车间,以及一些特殊的工作室。但所有的射电天文台站都有金工车间。机床少有十台多则数十台。

### 3. 国家射电天文台

国家射电天文台建于1957年。由国家科学基金会(NSF)提供经费(包括建设和日常开支),联合大学有限公司(AUI)负责管理。观测基地在西弗吉利亚州的Green Bank,占地2700英亩。这地方远离城市和工业中心。为了保证不受无线电干扰,美国联邦通讯委员会同意把它划为“国家无线电宁静区”,并由西弗吉利亚州通过一项法律提供当地的“保护”。在Green Bank安放了43米射电望远镜和26米射电干涉仪等设备。

天文台本部设在弗吉利亚州的一个大学城市Charlottesville。安置行政机构,计算中心和实验室等。

六十年代中期建成11米毫米波射电望远镜,放在亚利桑那州Tucson的国家基特峰天文台上。

七十年代初完成了“甚大天线阵”的选址及初步建设:在新墨西哥州的Socorro附近一块平坦高地上陆续进行基建和射电望远镜安装。

下面我们将逐一介绍国家射电天文台的这四个基地。

#### (i) Green Bank天文台

Green Bank的主要设备为43米(140呎)射电望远镜,91米(300呎)射电中星仪,由三面26米(85呎)射电望远镜组成的变距干涉仪,以及一具可供搬动的14米(45呎)射电望远镜。

台址占地2700英亩,四面环山,最大仰角约 $5^{\circ}$ 。除放置上述设备外,还设有一座大约有一百个房间的实验、办公楼,一座工场及车间,和一座大约有二十几个房间的招待所和食堂。

43米射电望远镜 是美国目前最大的短厘米波、二维跟踪的射电望远镜。1965年建成。赤道装置。配有主焦点和卡塞格林焦点（下简称卡焦）系统。前者是原来设计的，后者是1974年增加的。抛物面精度为 $\pm 0.8\text{mm}$ 。目前用到的最短波长为 $1.3\text{cm}$ 。

主焦系统所配接收机，可以工作在 $21\text{cm}$  ( $1.35\text{—}1.73\text{GHz}$ )， $6\text{cm}$  ( $4.5\text{—}5.0\text{GHz}$ )， $2\text{cm}$  ( $14.4\text{—}15.4\text{GHz}$ )，及 $1.3\text{cm}$  ( $22\text{—}24\text{GHz}$ )四个波段上。 $21\text{cm}$ 和 $6\text{cm}$ 两个波段合用一个“微波头”。其余两种各用一个微波头。一个微波头里包含馈源，参量放大器及杜瓦瓶，参放泵源，噪音二极管比较源，以及连接这些部分的波导系统，铁氧体开关等。“微波头”上两个波段的馈源各接到两个参量放大器，通过二极管开关系统可以更换波段。对同一个波段中“接射电源”和“接天空”的馈源，也可以通过这个开关系统来选择。

所有的主焦微波头都有相同的结构。可以任选一个接在主焦点微波箱体的圆形盘上。

在主焦点上调换一次微波头需要一天半左右时间。工作者可以登上一个特别的高架车，在天线转到地平位置时到主焦点上操作。

卡塞格林系统只用一个微波箱装置。4个波段（和主焦一样： $21\text{cm}$ ， $6\text{cm}$ ， $2\text{cm}$ 及 $1.3\text{cm}$ ）的馈源都接在这个箱上。这些馈源分布在偏离抛物面端点的一个圆周上。卡塞格林副镜镜面的垂直线与抛物面主轴之间有一个小偏角，使平行于主轴方向投来的射线经过主、副镜的反射后投到这个圆周上。这样，通过把副镜沿主轴旋转就可以使射线投在圆周上的任一波段的馈源处。这种系统大大简化了更换波段所需的步骤。目前卡焦的四个接收机还在实验室中调试。

卡塞格林副镜还可以有一种周期性的微小俯仰运动（“点头”动作）使一个馈源交替地接收“射电源”和“天空”辐射，为接收系统提供了“狄克类型”的调制。

43米射电望远镜的结构中，可动部分（极轴和极轴以上的部分）重2700吨，整个支在一个直径为5.3米的钢球上。钢球由五个油膜垫托起，其中四个垫承重，一个垫止推。设计上备有措施，使在断电时油垫能照常作用，以免在紧急刹车中把轴磨损。

望远镜的跟踪系统由电子计算机控制。目前的指向精度为 $10''$ 。在赤经轴上正在安一个新的20（二进）位码盘，使读出精度提高到 $1''.2$ 左右。

目前正在进行43米望远镜结构的改进以提高抛物面精度，使能工作到更短的波长。目前的问题是抛物面加工精度虽达 $0.8\text{mm}$  (r.m.s.)，可以工作到 $1.3\text{cm}$ 波长，但是由于结构上的重力变形和热变形，这种 $0.8\text{mm}$ 的精度只能对天顶方向适用，而在大部分仰角上精度大为降低，只能工作到波长 $3\text{cm}$ 左右。

改进的措施分三个方面。第一是重新调整面板，使得对向天顶时的均方根误差降到 $0.6\text{mm}$ ，把可以工作的最短波长改进到 $1\text{cm}$ 左右。

为了保持在任意仰角上都能工作到 $1\text{cm}$ 波长，需要采取另外二个措施来解决热变形和重力变形的问题。

他们用一系列的热敏元件贴在抛物面背架和底座支架上。在实测中通过分析指向误差和各部位温度变化的相关关系，得到了由于热变形（平均温差引起）带来的指向误差为：时角方向 $12''$  (r.m.s.)，赤纬方向 $18''$  (r.m.s.)。他们在钢支架上喷上大约8厘米厚的泡沫塑料隔热材料。然后重新测验，结果得到时角和赤纬的指向误差都降到 $6''$  (r.m.s.)。（对于工作波长 $1\text{cm}$ ，43米天线的主瓣宽度约为 $60''$ ，这样的指向误差基本上可以接受）。现在正考虑支架下面的机房结构的热变形是否也有影响。准备通过试验再决定措施。

关于重力变形，他们考虑利用“异体同形”原理，通过改正卡塞格林副面的方法来补偿



主反射面的变形。主反射面的变形作为天线仰角的函数，可以由实测和根据具体结构所作的计算来求出。这种变形中影响最大的是两对角方向的反向变形，如图ⅢA3所示，这种变形所造成的在图中 $F_1$ 和 $F_2$ 方向的焦距变化可以形成象散。目前，43米望远镜上的这种象散，平均达 $\Delta f=8\text{mm}$ 。

为了改正，他们算出了在不同的天线仰角上，根据主反射面的变形，副面应当相应改变的程度。然后利用遥控装置，把副面按程序变形。具体方法示于图ⅢA4。图中副镜背后的四个支撑点对应于主反射面四个变形的象限，通过遥控马达调节支杆的长度可以把副面调成所需的形状。这种操作是利用计算机自动控制的。

目前，改正重力变形的试验还在进行。

91米射电中星仪 建成于1962年。赤纬轴支在两个钢结构大柱上，由链条和链盘驱动。反射面由纲组成，纲眼约宽1cm。主焦点上放置一个21cm—6cm双波段微波箱（结构与43米射电望远镜的相同）。为了稍稍增加对射电源的记录时间，馈源（及微波箱）部分可以在主焦点支架上沿东西方向的一个轨道移动。移动量相当于大约三、四个主瓣宽度的范围。这样的“跟踪”以及俯仰方向的指向都由计算机遥控。

这具中星仪当时仅化两年时间建成。投资100万美元。

26米射电干涉仪及14米流动射电望远镜 这付干涉仪由三面26米射电望远镜组成。三面中一面固定，两面可沿一条总长2700米的铁轨上移动。沿着铁轨设有7个固定的观测点。天线可移到其中任意的点上进行观测。这样所得到的天线“基本间距”为100米，最长间距2700米。

这三具天线都是赤道装置。主焦点接收。工作波长3.7cm及11.1cm。可以用双通道馈源接收两种偏振波。天线的指向控制和信息收集都在铁轨中段附近的一间控制室中进行。三个天线可以同时工作也可以单独工作。在用作综合孔径时三个天线同时工作，给出三个不同基线间距的干涉数据。这种干涉系统的接收机结构在PROC.IEEE 61卷四期（1973）1335页J. R. Coe的文中已有报导<sup>(1)</sup>。

流动14米天线是赤道装置，前端接收机系统与26米天线的相同。这个天线目前放在距Green Bank35公里的地方，通过一个微波接力系统与干涉仪控制室联系（从控制室送出本机振荡信号，野外送回中频信息）。由流动天线和26米天线形成的联接干涉仪在波长3.7cm上的分辨率为 $0''.2$ 。

Green Bank的设备中还有一个铝板制成的，长37米的喇叭天线，用来监测仙后座A源的。这个天线目前不在工作。

Green Bank的接收机系统 在Green Bank和Chalottesville本部共有32个工作人员担任维修，改进和研制各种接收机和其他电子学设备。目前各个射电望远镜和干涉仪所用的接收机共23个。大部分都能兼作总强度测量和谱线观测。43米望远镜的并能用于甚长基线干涉仪的测量。

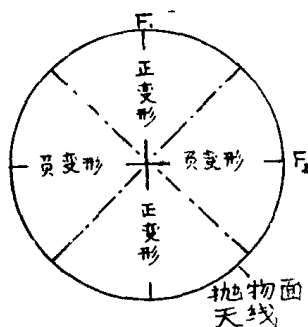
接收机的前端（即放在天线焦点上的部分）包括参量放大器和第一混频器，安在致冷微波箱里。如上所述，主焦点上的微波箱结构是定型化的，不同波段所用的“微波头”可以相互替换。

作为一个典型的示例。我们在下面介绍一个正在研制中的3.6cm波长（8.2—8.5GHz）接收机的前端构造。这个前端用于主焦点装置。整个微波箱包在一个约3cm厚的泡沫塑料壳中。内部恒温，保持在 $20^\circ$ — $26^\circ$ 范围里的一个温度上，稳定度为 $\pm 0.1^\circ\text{C}$ 。

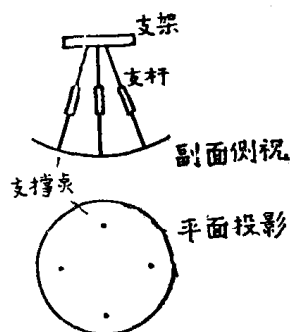
微波头接两个馈源喇叭，一个是在抛物面主轴位置上的圆锥喇叭，在观测时接收射电源的信号，另一个偏西约18弧分，是一个角锥喇叭，用来接收源附近的天空辐射。圆锥喇叭出口接到一个四分之一波长介质片，用以选择所需的偏振。然后，两路馈源联到一个具有铁氧体开关的三端环形器，通过加在开关上的交变电压可以使接收机交替地接射电源信号和“天空”信号，进行“调制”。这种环形器的插入耗损约0.3分贝，隔离度大于20分贝。

图ⅢA5为“微波头”的示意。杜瓦瓶内致冷到 $20^{\circ}\text{K}$ ，里边放二级参放。典型的系统噪声温度为 $70^{\circ}\text{K}$ 。

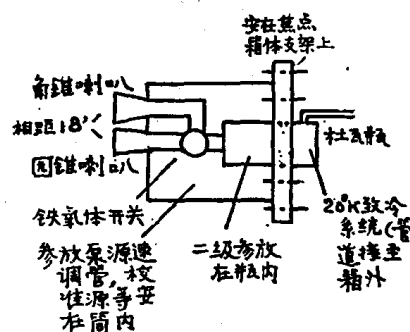
参放泵源用速调管，通过反馈闭环回路使功率稳定。



图ⅢA3 对角方向的反向变形



图ⅢA4 侧面改正方式



图ⅢA5 主焦点“微波头”

前端还配有一个半导体噪音二极管，用作校准源。（每次微波头装上天线之前，这种校准源都和热负载标准校一次）。接收机的频率响应可以通过耦合进来的扫频信号来校准（见图ⅢA6）。

图ⅢA6为这具3.6cm波长前端的具体线路。微波箱里的同轴电缆都是刚性的。整机系统噪音比较稳定。通常在历次装、卸之后，相差不超过 $0^{\circ}.05$ 或 $0^{\circ}.1$ 。

微波箱的中频输出通过电缆送到主机室（有的如42米望远镜，主机就放在望远镜底层结构里）。在进行连续谱（即辐射强度）测量时，主机包括有一般的中频放大器，检波器，解调器等，输出数据一般记入磁带。

甚长基线干涉仪的主接收机系统详见以下C节。

频谱接收系统的典型结构详见以下B节有关毫米波谱线接收机部分。

Green Bank实验室中正在研制一个18-25GHz的量子放大器。量子放大器在沉寂了一段时间之后现在又开始出现。主要是因为过去在频带宽度上一直比参量放大器差。而现在所发展的这种量子放大器，在可调范围18.5至26.5GHz，增益33分贝时，得到了240MHz的带宽（和参量放大器可以相比），而噪音温度则只有 $13^{\circ}$ 至 $15^{\circ}\text{K}$ 。

这个量子放大器的微波结构是一个填有红宝石的波导（图ⅢA7）。信号在红宝石中一往一返获得了放大。往和返的信号由环形器来分开。可调范围就由这个环形器的带宽决定。加在红宝石上的磁场沿红宝石的纵向渐变。从而给出了宽达250MHz以上的信号吸收。把泵源能量沿着这个频带分布就可以得到整个吸收频带上的增益。这里的频率调制应当比泵源的跃迁弛豫时间快（约20kHz）要得到30分贝的增益需要用四级串连以增加红宝石的有效长度。

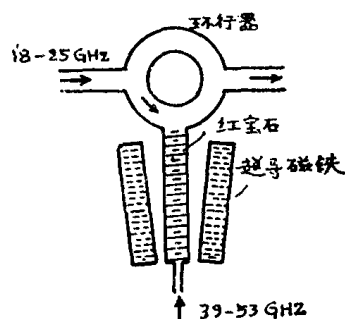
量子放大器和磁铁放在一个杜瓦瓶里，以氦为冷却剂，用一个机械循环冷却器致冷。基



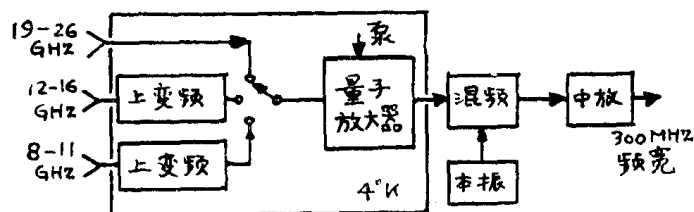
本方法是用一个焦耳—汤普逊膨胀阀把氮气液化，然后在正好比一个大气压高一点的气压下沸腾，然后再回到压缩器里去。这样能得到大约4°.6K的低溫，热容量约为1瓦。

目前计划用一个量子放大器兼顾几个波段。（图ⅢA8）。准备用参量上变频器作为接收机的第一级（这种上变频器有一定的增益），而把量子放大器作为几个波段共用的中频放大器。由于环境温度只有4°K，所以噪音很小，而带宽则取决于量子放大器。

Green Bank目前正在做这种接收机。将考虑一些改进，如把频带展宽到300MHz并使调谐范围内的频率响应变平。同时，还想做一些其他波段的量子放大器。



图ⅢA7 量子放大器基本单元



图ⅢA8 3.8cm-2.8cm/2cm/1.2cm接收机

表Ⅲ—4表示利用这种技术在其他波段时所能取得的改进。在长波段，有意把频带限窄以避免干扰。

表 Ⅲ—4

频 段	目 前 水 平		用量子放大器后的水平	
22GHz	噪音500°K,	$\Delta f$ 500MHz	噪音60°K,	$\Delta f$ 300MHz
15	100	500	40	300
10	70	500	30	300
5	60	600	30	300
3	60	250	30	300
2	60	30	30	100
1.4	50	25	30	50
0.5	150	30	50	50

图ⅢA9表示把这种技术用到毫米波段的可能性。这里第一级将为致冷混频器，而量子放大器仍旧作为中放。混频器的变频损耗只是在4°K的低溫下作用，因此接收机噪音温度还是能低于100°K。

Green Bank的数字电子学部分一共有七、八个工作人员，包括三个工程师。主要任务是研制台里所有小型电子计算机的接口（对天线，对接收机）并负责维修。甚长基线干涉仪的记录系统的改进和维修也由这个小组承担。

Green Bank天文台目前共有七台小型计算机。除了一台用在与 Charlottesville 本部的数据传递外，都是作为各个望远镜的专用设备，担任着（1）天线指向、跟踪的自动控制，

(2) 谱线测量的自动控制, (3) 数据的存储和初步处理、显示等任务。

现有计算机新旧不一。现正准备全部使用小型计算机 (Mini-Computer)。典型的小型计算机字长为12或16位。内存可以到32千字。运算速度大约每秒 100 万次。可以接各种标准化的外围设备, 并配有适当的软件, 可以使用诸如 FORTRAN 一类的语言, 以及最初专为射电天文观测设计随后得到普遍发展的FORTH语言。

作为一个典型的使用计算机的例子, 我们简单介绍一下43米望远镜所配三台小型计算机的工作。

这三台计算机都放在43米望远镜基座中间的主机房内。其中一台专管天线机械动作。根据观测者提出的要求, 如所要观测的天体的赤经、赤纬, 观测的起始和终止时间, 观测所需的微波头 (号码) 等等, 计算机自动起动天线 (以及在观测完毕后把天线转回正常存放位置), 提供 (或算出) 天线指向的

数据和各种改正值 (蒙气差, 机械误差等改正), 并对照天线的码盘信息算出指向误差, 通过控制系统作出实时改正。为了便于观测者了解天线跟踪情况, 计算机还实时显示出天线两个坐标的指向误差。

这台以及其他各台计算机的人机对话都是通过带打字键盘的示波器来进行的。

主机室里另一台计算机负责观测程序和数据收集。例如在谱线观测中这台计算机根据观测者的要求控制接收机的各项操作, 如算出多普勒位移改正的实时值, 用以控制调谐线路, 确定测谱仪的中心频率, 选择测谱仪的滤波器 (每种测谱仪通常配有几种不同带宽的滤波器) 以及其他接收机参数。计算机还用来控制采样时间和采样率, 控制测谱仪的工作程序, 如“对连续谱背景”和“对谱线”, 控制望远镜“对射电源”和“对天空”的工作次序, 等等。这些操作的内容和操作时间连同所得的数据全部录在磁带和磁盘上, 以供进一步脱机处理。

第三台计算机负责初步处理和显示。所用的磁盘可存 1.2 兆字, 相当于一个月的谱线观测数据。通过FORTH语言编成的专用程序, 观测者可以从磁盘中提出所需的一段观测记录, 选择并进行程序中所规定的某些处理, 并显示在示波器上 (通常还配有一个“电印刷”设备, 直接利用示波器扫描电压在印象纸上重现示波器上的图和字)。例如, 观测者可以通过这种对话设备, 用十分接近于日常语言的指令, 要求计算机找出某日某时记录的某个天体的谱线, 并按照所需的积分时间加以平滑, 然后显示在示波器上。观测者在检查了这个显示出的记录之后, 可以决定进一步的处理, 如改正连续谱背景后重绘谱线, 算出并标出谱线相对强度和频标等等。观测者还可以要求计算机报导这次观测的全部参数, 如源的名称、坐标, 观测时间, 接收机参数, 观测结果以及观测者姓名等等。

一部分需要进一步处理的数据 (如干涉仪的综合孔径处理, 图象显示等) 可以通过一付直通电话线送到Charlottesville本部的IBM360计算机里。在 Green Bank 有一台IBM2922小型机专门负责与本部的数据交流。它配有一台电传打印机和一个连接电话线的接口。

Green Bank的各种馈源和前端接收机在安到天线上正式使用之前都经过一套的测

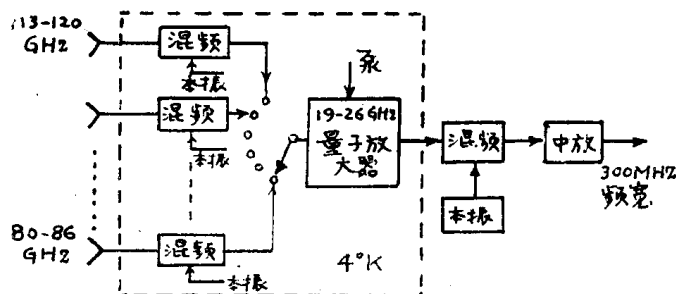


图 A9 可能的80—120GHz接收机

试。为了测试馈源,天文台里设有二个塔,其中一个可在一个长约20米的轨道上移动。用常规方法把馈源放在塔上测量幅度和相位图形。塔的旁边有一个接收机(前端)测试房,房中有一个可以安放双馈源(实物)的框架,使馈源对准天顶(屋顶有一个玻璃天窗)。接收机总装后可以接在这个馈源上,模拟实际观测时所作的“源”——“天空”调制以及不同偏振的选择等进行调试。

前端接收机的测试程序还包括了振动考验。

Green Bank的研究工作可以分为两种类型。一种是本台工作人员的课题,一种是外来工作者的工作。后一种主要是根据 Green Bank 的设备能力,来自各方面的人按照自己的想法提出的题目。我们在本节(2) iii 部分已经叙述了这些题目的大体趋向,这里将不再重复。

本台人员的研究课题中最大的有三项,一是以 K. Kellermann 为首的甚长基线干涉仪网的组织以及技术上的论证和试验。一是以 S. von Hoerner 为首的25米毫米波天线的设计和试验。第三个是我们在上面提到的43米望远镜的性能改进工作,也是由 von Hoerner 负责。

甚长基线干涉仪目前进入了联合多个台站进行综合观测的阶段。世界上有16个射电望远镜配备有同一规格的 Mark II 记录设备,有可能在统一工作频率、商定工作时间的条件下实现联合观测。最近美国七个台站开始了这种联测,得到了一些射电源的综合记录(图 III A2)。处理出的图形显示了 $0''.001$ 的细节。关于这部分的工作情况和技术问题将在本章 C 节(3) ii 分节中介绍。

25毫米波射电望远镜要求跨入亚毫米波的观测(抛物面在操作状态下的公差为 $0.075\text{mm}$ )。在设计中引进了一系列精细的考虑。我们将在本章 B 节中介绍这一工作。

Green Bank 本身的工作人员(包括本台职工和聘任研究人员)所作的天文研究,和外来工作者一样,是自行选题的。这一部分我们已在上面(2) iii 节中作了综述。

#### (ii) Charlottesville 本部

国家射电天文台的 Charlottesville 本部除了行政、办公机构和图书馆外,主要有一个计算中心,电子学实验室,车间,甚长基线干涉仪处理机,以及研究人员的办公室和设计室。

计算中心配备有 IBM360 大型电子计算机,用以处理国家射电天文台各个主要射电望远镜的观测数据。外部设备包括八台磁带机,一台 XY 描图仪,一台快速宽行打印机,和一套磁盘。

在图象显示方面新近配备了一台“图象记录仪”。通过特制的硬件—软件系统把从磁带输入的强度分布和其它一些数据(如视向速度数据)按照操作者的要求在一个光学系统下“成像”,并印在彩色照相纸上。照片的分辨率为一张图 $(4096)^2$ 个点。可以象普通照片一样把射电图象用习惯的光学象的方式显出,即以照片上的灰度(共分256个强度阶梯)表示强弱。也可以用颜色来表示强度或速度的大小(以及正负)。这样的显示方法有利于检查细节。拿来与同一天体的光学照片对比,可以更好地分析形态。这个仪器目前出一张相大约用15秒钟。

本部的实验室和车间与 Green Bank 的共同担任各种电子学部件,数字硬件,以及天线试验的各种部件的研制。目前的主要任务包括“甚大阵”的样机(详见本节 iv),毫米波接收机和新器件,以及25米毫米波天线的部分试验。

关于毫米波接收机和毫米波天线的实验我们将在以下 B 节中介绍。这里我们简单提一下一些毫米波元件的研制情况。

本部实验室里参加毫米波接收机工作的有13人。有一个电铸车间,可以制造铝芯和进行

电铸。实验室里可以制造一些自己用的半导体管，如肖特基管（一些管在常温下工作正常，当放在低温中时，有时触须脱落，成品率降到比较低）。除了各种常规的毫米波测试设备之外，还有一套低温设备。

实验室里正在进行约瑟弗逊接点的实验。由于这种器件容易饱和，目前还不能投入实际使用。

甚长基线干涉仪的Mark II处理机，目前在美国只有两台，以国家射电天文台的一台为主（另一台在加州理工学院）。因此在本部有处理全部甚长基线干涉仪记录的任务。同时，在这里也在进行Mark III记录系统的研究和实验。这些设备的技术内容和实验情况我们留在C节中介绍。

在Charlottesville本部的科研人员基本上都是使用Green Bank以及Tucson（见本节iii）的望远镜的。他们的天文课题和其他人一样，也是多半围绕着星系和分子谱线。这些，我们已在前面（2 iii）节中作了介绍。

#### (iii) Tucson的国家射电天文台工作点

Tucson工作点建于1967年，位于国家基特峰天文台台址内。主要是选择了这个地势比较高，水汽含量比较少的地方来安放11毫米波射电望远镜。而这个点的24个职工（包括科研人员，工程师，行政和勤务人员）的任务主要就是管理和维修这个望远镜。此外，25毫米波望远镜的设计工作也是这个小组领导的。

11米射电望远镜的结构，装备和操作，以及25米射电望远镜的设计和选址，将在B节里加以介绍。

这个11米望远镜每日工作24小时。到目前为止，已经发现的星际毫米波分子谱线大部分是由它测出的。

这具望远镜积十年左右的工作经验和教训对于25米毫米波射电望远镜的设计有着重要的参考作用。这方面的问题将在B节里介绍。

在Tucson城里，国家射电天文台还有一部分办公室和实验室。一些有关25米望远镜的实验以及毫米波接收机的试验和修理工作也在这里进行。

关于这具望远镜的研究课题，我们已在前面一节中介绍过。

#### (iv) “甚大天线阵” Socorro站

“甚大阵”是美国地面天文学中最大的一项计划。经过在Charlottesville本部和Green Bank台进行大量设计，实验和样机测验工作，最近两年中逐步开始了在新墨西哥州甚大阵址上的建设和设备安装。这个台址处于一个小城Socorro以西80公里的一个高原上。海拔2000米。这个地方荒无人烟，远离任何无线电干扰源。台址地势相当平坦。

根据设计，甚大阵由27面直径25米的天线组成（外加一个备份）。反射面的精度允许工作到波长1cm。这些天线分为三组，沿一个Y形的基线上排列。同一时间可以收到351种干涉信号。在8小时的观测时间下，对于波长6cm可以得到分辨率为0.6弧秒的象，灵敏度达 $10^{-4} \text{fu}$ 。（按目前接收机水平），有用视野约几弧分。这套综合孔径系统适用于赤纬 $-20^\circ$ 。（乃至 $-30^\circ$ ）以北的全部天区。

甚大阵的Y形臂为了迁就当地地势，略略偏离对称。（见图III A10a及b）。北臂为了避开一个水利工程，比其他两臂略短。Y形臂上铺有铁轨，25米天线可由一个特制的运载车运到轨道上的任一位置。三个臂上各有9面天线。根据综合孔径原理，由计算机算出这类天线的最佳排列方式。设计的结果是：排列方式按图III A10中的A，B，C，D四种，“A排列”

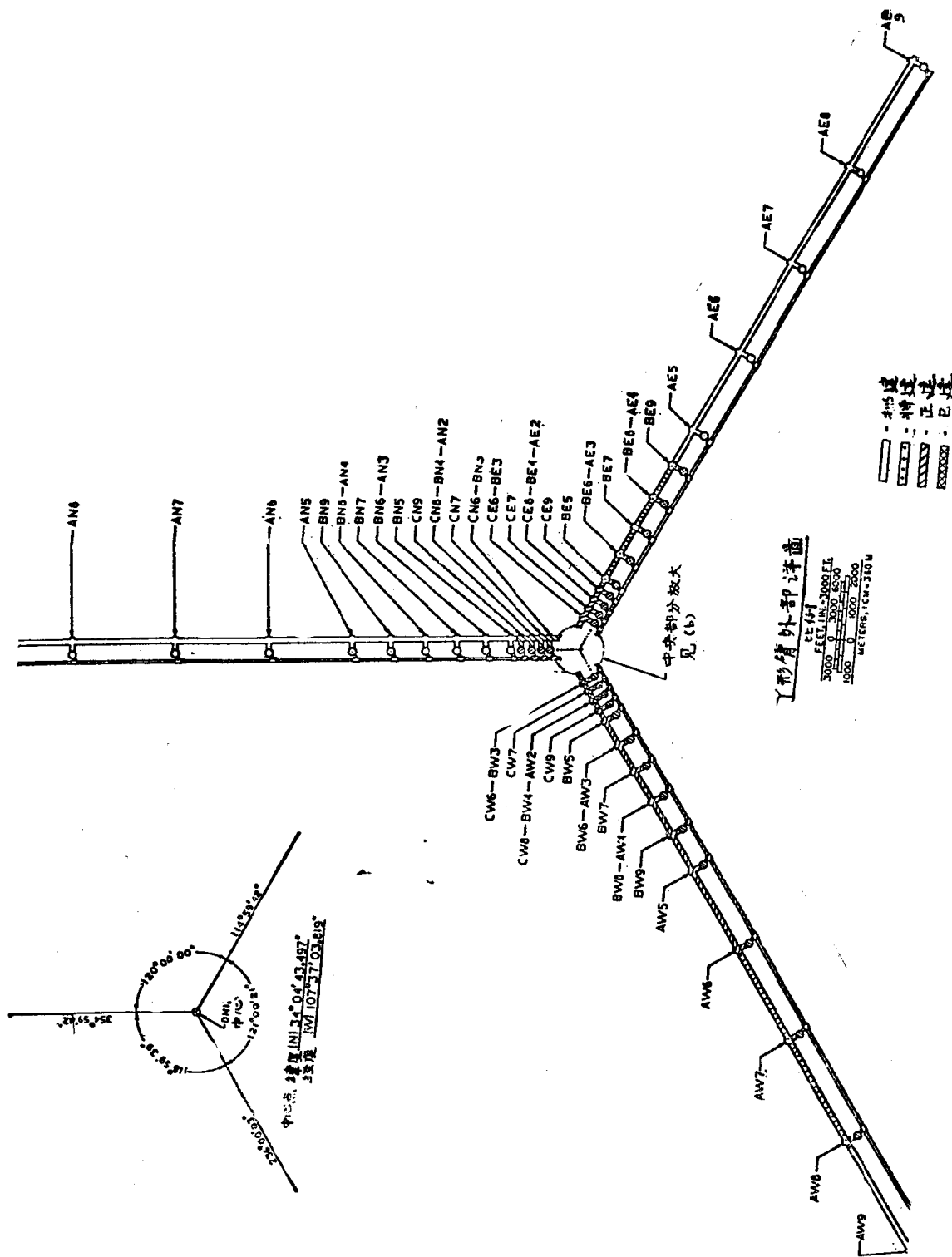
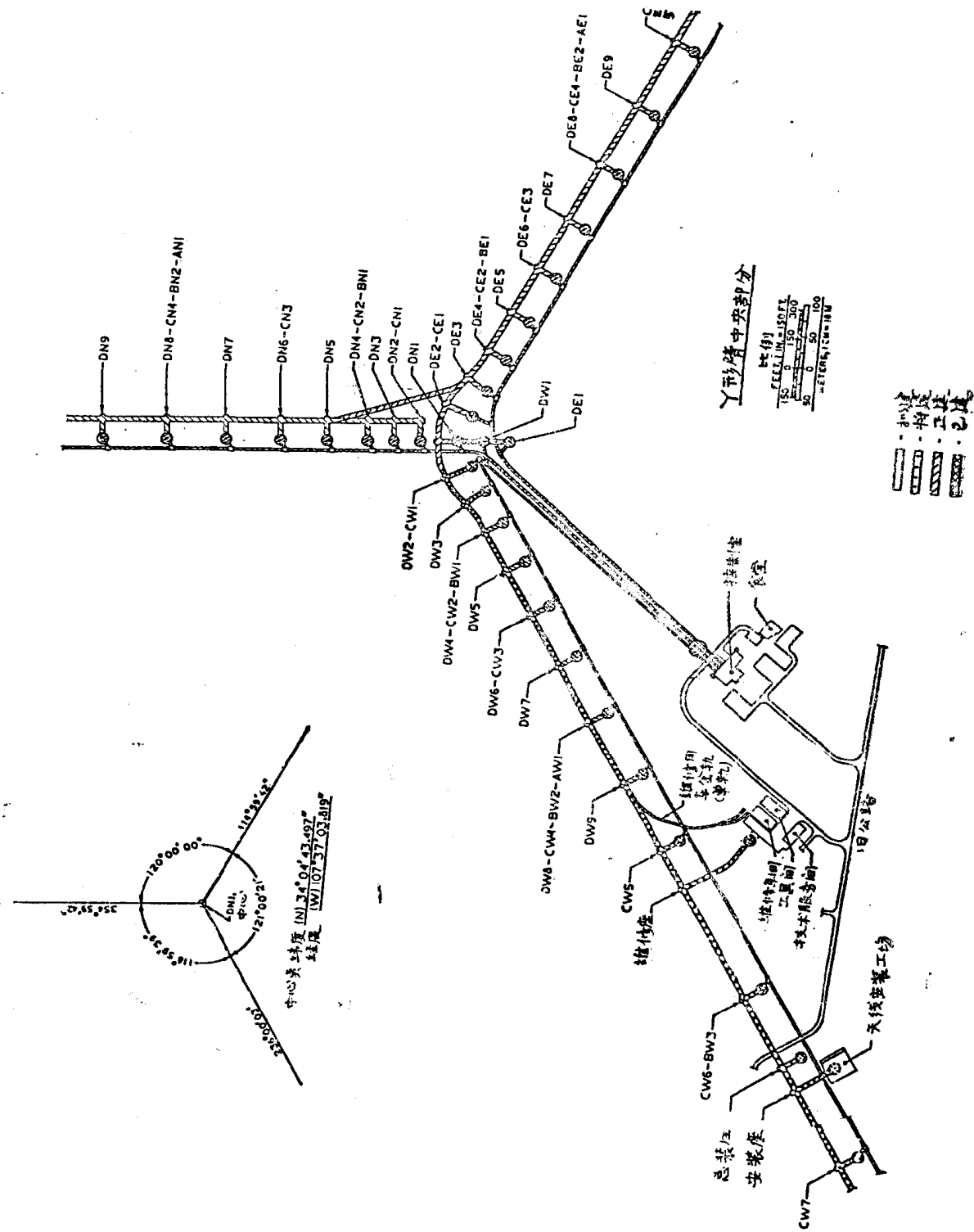


图 III A10a 三叉  
臂方位及 A,  
B, C, D.  
排列方式示意



**图 III.A10b A,**  
**B, C, D排列**  
**方式中央部分**



的最长基线间距为21公里，B的为6.39公里，C的为1.95公里，D的为0.59公里。这四种可以根据工作需要选用一种，或依次联用。图中的标号N，E及W表北，东及西臂，1至9为天线序号。

具体排列时，天线由运载车运到轨道边上各个固定点的水泥基座上。每个基座相对于三叉臂中心点的位置由测绘方法定出。但精确坐标值（三维：X，Y，Z）可以通过跟踪观测射电源来确定。在这种天线布局的几十公里范围内，地平高差最大达四、五米。所以天线的水平高度（Z坐标）并不做成一致，而是按测出的Z值在计算时予以考虑。

图中可以看出，四种不同排列的基座有一部分是兼用的，因此总共只有72个基座。这样做，使得投资比最初（不考虑兼用时）省了约100万美元。

用运载车从一种天线排列方式改到另一种需时一至二天。

28个25米天线有着相同的规格：地面装置面板加工精度0.7mm (rms)，背架是钢结构，仰角及方位转动系统各由一个直流马达驱动，并各用一个转向相反的马达消齿隙。转轴上各安一个20位码盘，由计算机控制指向，码盘读出精度为 $1''.2$ 。总的跟踪精度不低于 $15''$ 。

天线结构允许在18米/秒风速下工作。49米/秒的风不至于造成损坏。

图ⅢA11为天线的外观。和Green Bank的43米天线一样，在卡焦处安微波箱，通到箱上的三个馈源为18cm/21cm波，6cm波，2cm波及1.3cm波的喇叭，分列在距抛物面顶点约一米的一个圆周上，通过卡式副镜（与抛物面轴略偏）的旋转可以选用工作波段（见前Green Bank设备介绍）。

微波箱内处于 $15^{\circ}\text{K}$ 低温。每个馈源都在箱内分成两路，各接收一种偏振波（左及右旋；或X及Y向）。每一路偏振各接一个接收机（即前端系统），图ⅢA12为这种接收机的方框。通过变频，所有波段可以共同利用一个4.5—5GHz冷参量放大器。通过适当的环形器开关系统，参量放大器可以接到任何一个波段。

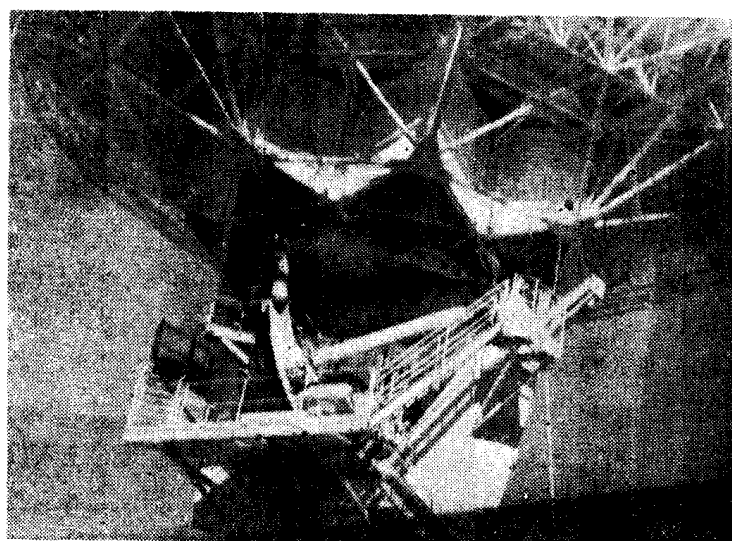
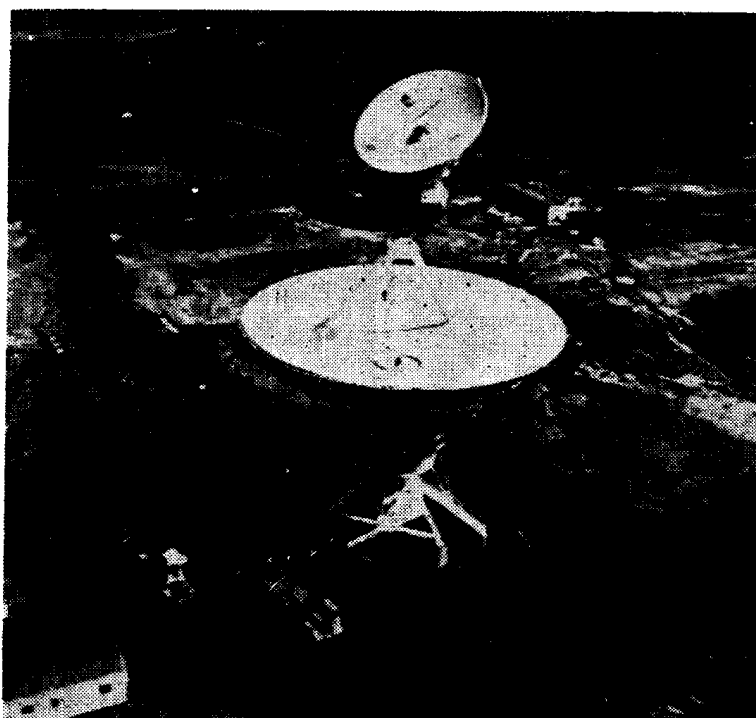
这种前端系统，同一时间可以接收一个波段的两种偏振波。每种各占一个参量放大器。必要时也可以用来接收两个不同波段（各只有一种偏振）如2cm及6cm波。这可以在馈源上安一个网反射面（如图ⅢA13所示）。网眼大小设计成可以透过2cm波。指向系统调到2cm馈源时，反射波将同时投到6cm馈源上。

微波箱内由真空循环冷却机致冷。主要是将氦气体经压缩机后进入杜瓦瓶膨胀，引起冷却。杜瓦瓶内用“铝尼龙”，强度比较好。压缩机管道用不锈钢。（以往曾用铜管道，受振动易坏）。

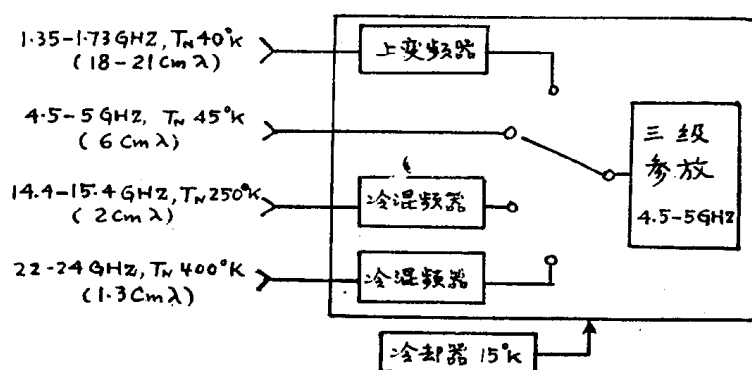
全部天线的信息经变频放大后都通过波导系统集中到Y形臂中央附近的控制室（见图ⅢA14）。波导共三根，每根长约21公里。它把控制室内的本机振荡器相位参考信息和天线控制信号送到天线端，同时从各天线把四路50MHz中频信号，本机振荡器监测信号和天线监测信号送到控制室。

波导用的是日本生产的内径6cm圆波导（图ⅢA15），内壁由非常细的铜丝绕成，铜丝外面是钢管，外有保护层。在铜丝与钢管之间有一层高衰减介质以吸收漏过的电源。在 $\text{TE}_{01}$ 模式传播时，电流沿横截面而没有纵向电流。铜丝和吸收层结构抑制了纵向电流从而抑制了 $\text{TE}_{01}$ 以外的其他模式的波。这种波导的衰减量，在30—50GHz时约为1.4分贝/公里。

这种波导必须安装得非常直。曲率半径不得小于200—300米，否则将加大损耗。当工作在60GHz以上时，氧气能使波导性能降低，因此在波导内充了氮气。为了减少温度效应引起的胀缩，波导埋在地下，深约一米。波导型材每节长5米，由带有扼流圈的接头连接。安



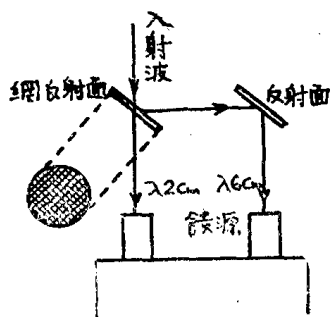
图ⅢA11 基大阵天线外观



图ⅢA12 基大阵前端接收机方框图

装时先挖好沟，注意铺平，然后埋上。（图ⅢA14）。

波导沟在每个天线基座边上都有一个出入口，可容一人进去操作。在出入口处接耦合器，把主波导的电波引到天线。耦合器是一节带有V形芯的波导（见图ⅢA16）。V形的张角大小决定耦合量的多少。由于从控制室到各个天线的传输路程各不相同，因而传输衰减量也不同，（最大56分贝，最小只有几分贝衰减），不同耦合度可以使所有的波导输出电平一致，以便与之相联的电子学器件的规格化。



图ⅢA13 网反射面装置

每个天线的微波箱放在抛物面顶点上。背后的一间小屋放置一个与传输波导相联系的机架。这个机架可以看成是“波导多路传输系统”的终端之一。它从波导把控制室送来的各种信息解调，处理后送到天线及微波箱的各有关部位，同时把天线和接收机的信息由同一波导送往控制室。

为了便于连接，出入口上的6cm圆波导转换过渡到2cm圆波导。经过两个旋转接头和六节“半软”波导，这一段长共40米左右的2cm圆波导把电波从地下的主波导引到天线抛物面顶点后面小屋的机架上（见图ⅢA14）。

在这个波导多路传输系统的另一头，即中央控制室里，设有27个规格相同的终端机架。每一个机架对于一面天线。它接收从天线端送来的信息并把控制室的信息送往天线。

分别从三个臂来的三个6cm波导在进入控制室前同样转换到2cm波导，然后每一根经分路器分成十一路进入机架（9路相应于9个天线，余2路备用）。（见图ⅢA14）。

每个臂的波导，载波都是27GHz到53GHz，频带共26GHz。分配给每个天线的载波频带各1GHz。中心频率分别为27.9, 30.3, 32.7, 34.1, 37.5, 39.9, 42.3, 44.7及47.1GHz。余下两个中心频率49.5及51.9GHz作为备用。

传输的信息共两类。一是从控制室送出去的控制天线机械以及前端接收机各种动作的信息和从天线送回来的各种监测信息（如码盘读数等）。另一种是控制室送出的本机振荡器相位参考信号和从天线送回接收机中频输出信号和本机振荡器相位监测信息。第一类比较直接了当，不加缕述。第二类，即本机振荡器相位控制的措施，是一切射电干涉仪的关键之一，我们在这里将简单加以介绍。

图ⅢA17是这种系统的示意。（这一部分由于材料不全，图中说明了他们所用的方法，一些具体规格可能有出入）。控制室送出1.2GHz, 1.8GHz及5MHz标准频率，作为本机振荡器参考信号。三者在前端经频率综合器给出 $f + 600\text{MHz}$ 参考频率。（ $f$ 为前端本振频率）这个频率与本振一部分信号混频得600MHz。这个600MHz频率与参考信号1.2GHz及1.8GHz差频所得的“参考600MHz”比相。比相误差信号引到前端本振形成环路调整本振相位。这种“双频锁相方法”曾散见于多篇文献中，如J. R. Coe(1973)<sup>[2]</sup>。

本振锁相每50毫秒中用1毫秒进行，其余49毫秒用来回送中频信号。

前端频率综合器可以由控制室控制（图中没有表出）。通过改变5MHz的综合成分，可以对参考频率（即 $f + 600\text{MHz}$ ）微调，从而得到对前端本振的微调。这种微调每个阶梯为100MHz。

这种锁相系统能使本振相位稳定到 $1^\circ/\text{GHz}$ 。为了保证不降低这种稳定性，传输波导两端的微波及高频工艺需要特别注意。机箱内全部接线都用半刚性同轴管（可以工作到18GHz），高频插头都经过精细鉴定，长度测准到0.01mm左右，装配时的相位变动控制到

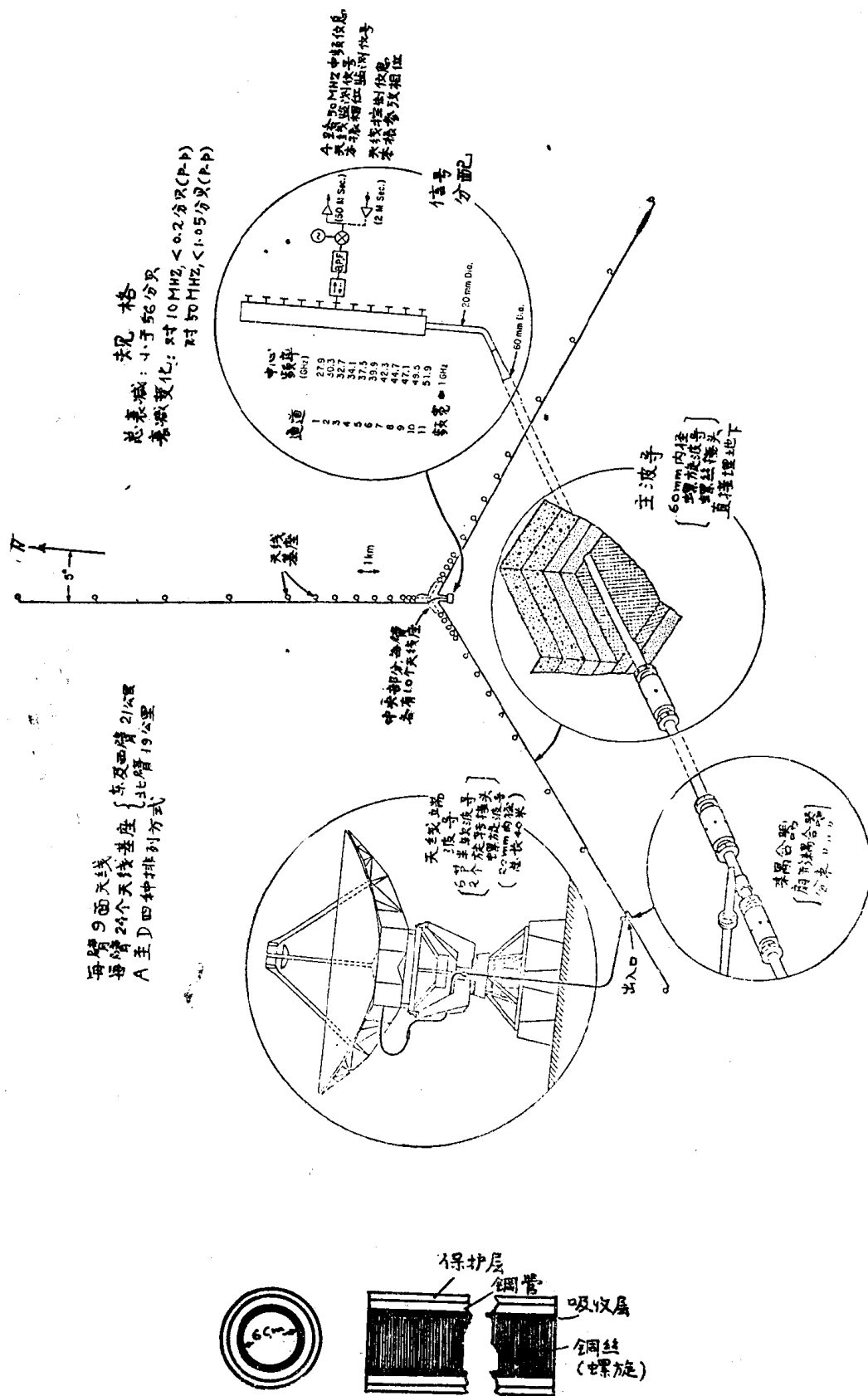
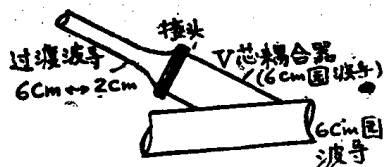


图 III A14 甚大阵波导系统及天线和控制室终端

图 III A15 内径6cm圆波导



(a) 示意



(b) 外观

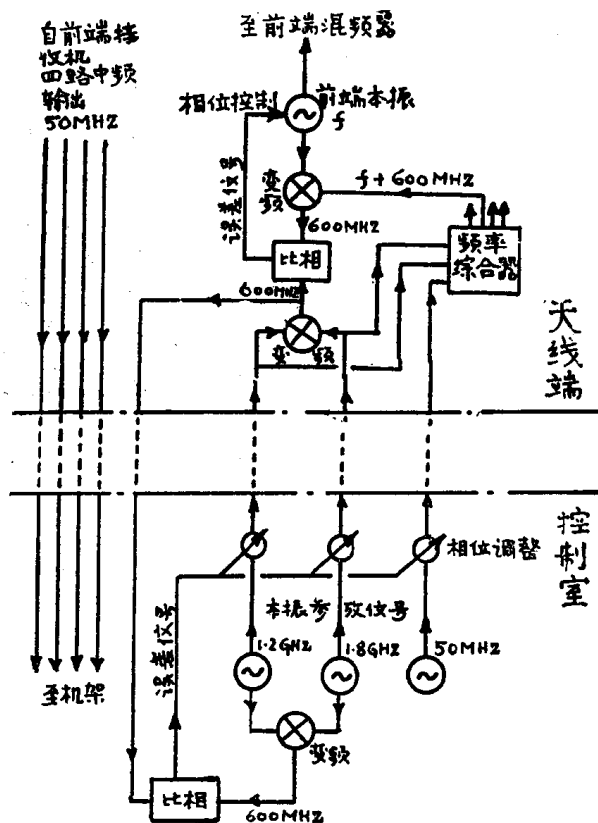
图ⅢA16 V芯波导耦合器

0.1。

每路波导传输（从控制室机架到天线机架）的相位（由天线端送回的 600MHz（从 1.2 GHz 和 1.8 GHz 参考信号差频得来）与控制室的参考 600MHz 频率相比对，进行检测，所得的误差信息控制到一个锁相回路进行自动调整（图ⅢA17）。这种调整对于保证全部 27 面天线上的本机振荡器保持同相是必要的。在干涉仪系统中，这是关键性技术之一。

前面说过，前端微波箱中两个冷参量放大器各接收一种偏振信号。经过混频各给出 50MHz 中频。每个中频信号都分成两路，在前端机架上每路作为一个独立信号各占一部分载波频带（总宽 1GHz）送到控制室。控制室中每个机架收到这四路中频信号（频带 50MHz），经过转换，得到四路数字化的中频信息。转换的采样率为每秒 100 兆次，瞬时电压以二（二进）位码表达。（这种数字化问题可参考 S. Weinreb (1963)<sup>[3]</sup>）。

每个天线每一种偏振的二路中频信息，一路作为备用，另一路在数字交叉相关器中与其他天线的相应信息进行相关处理。这种交叉相关是在 27 个天线组合成的各种不同的“天线对”之间进行的。每个“天线对”在相关之前需要首先补偿时延。（关于时延补偿以及下面说到的条纹跟踪等等属于射电干涉仪及综合孔径的基本概念，可以参看例如 E. B. Fomalont (1973)<sup>[4]</sup>）。时延补偿可以用数字方法，也可以用延迟线系统。在 Green Bank 干涉仪的经验中，超声模拟延迟线（用在补偿长时延上）的开关



图ⅢA17 甚大阵本振相位控制系统示意

跟踪等等属于射电干涉仪及综合孔径的基本概念，可以参看例如 E. B. Fomalont (1973)<sup>[4]</sup>）。时延补偿可以用数字方法，也可以用延迟线系统。在 Green Bank 干涉仪的经验中，超声模拟延迟线（用在补偿长时延上）的开关

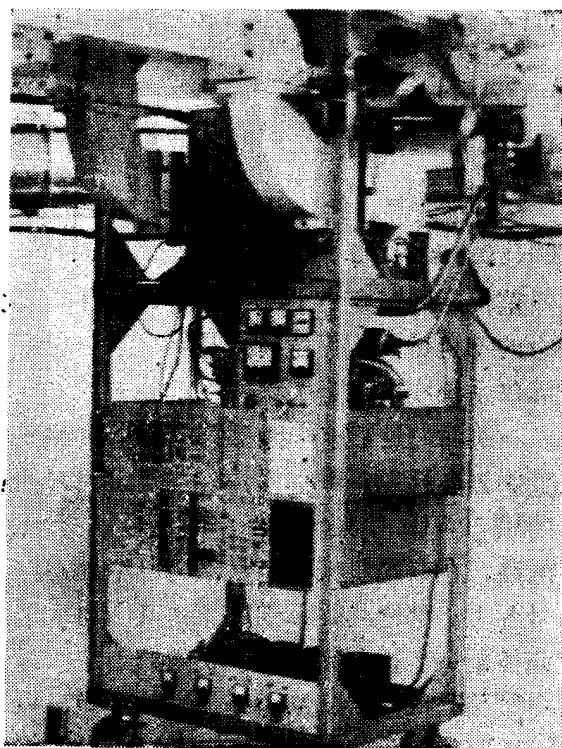
能引起反射,使接收机的频率响应不稳,数字化延迟则没有这种影响。在数字化延迟中,每一“天线”对的瞬时延迟补偿量由计算机算出,并控制“采样-记忆”系统以作出相应补偿。经延迟补偿后各“天线对”信息进到数字相关器,加上“条纹跟踪”补偿,经过累加、平均后把得到的结果连同时间以及其他记号一起,录到磁带或磁盘上。

前面说过,天线送来的模拟中频信号,在控制室中以100MHz 采样率转换成数字。这个100MHz 频率如果不加隔离,将会形成干扰。因此这部分设备需要放在屏蔽室里。屏蔽室对1MHz至10GHz频率范围,屏蔽程度为100至120分贝。进入屏蔽室的中频信号都经过70MHz低通滤波器。所有电源也都经过滤波。

控制室和天线端小机房中几种机件的外观示于图Ⅲ A 18



a. 控制室中一部分中频机架



b. 天线端小机房输入机架

图ⅢA18 控制室和天线端小机房中几种机件外观

甚大阵的操作基本上是自动化的。目前已经安装了4台小型电子计算机(mini-Computer)作为同步机使用。其中一台用作天线控制,一台用作外场(天线及天线端电子学部分)检测,二台用在产生“条纹跟踪”及时延信息,以及相关度等有关的数据处理。相关度结果录入磁带及磁盘。

目前还有一台非同步机(DEC10),主要用来进行富里叶变换及所有的脱机数据处理,并将结果绘图。

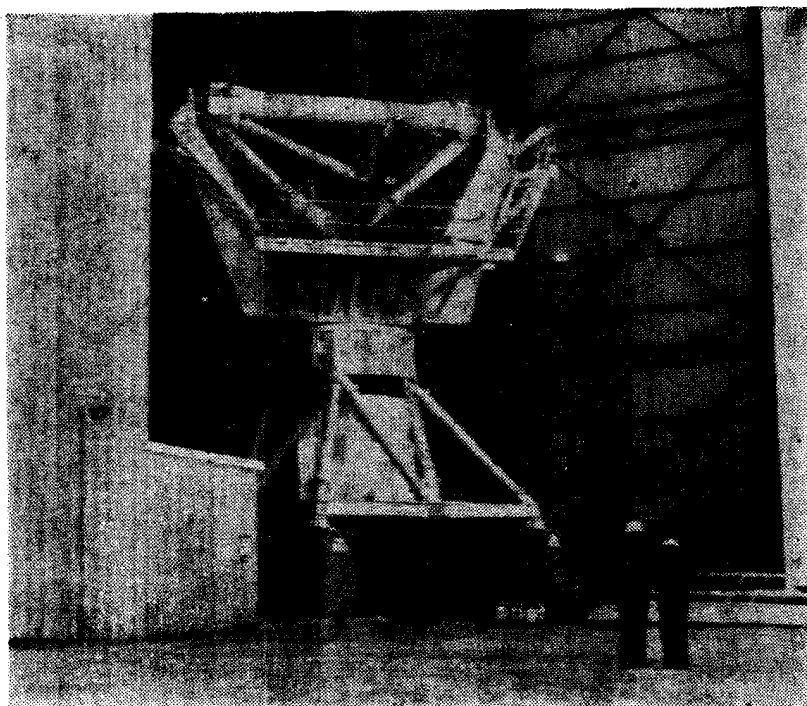
观测者可以通过示波器终端与计算机对话。

甚大阵迄今已安装了八面天线,其中四面已校准完毕。目前仅进行试验性的观测和仪器校准。1977年里可以用少数天线做一些天文研究。

当前的主要任务,除了逐步配齐电子学设备外,大量的工作是天线的陆续安装和调

试。

天线安装在一个特建的装配间里进行。装配间高约25—30米，宽，长各约30米及60米。包工工厂（在德克萨斯州）将预制件运到后，抛物面及背架，和转动部分及支架分别在装配间同时装配。装好后将抛物面吊高，并利用绞车将支架沿装配间中没有的铁轨移到抛物面下边，合成一个整体。为了便于运输，大部分构件都用螺钉连接，焊件很少。图Ⅲ A 19示一台在装配间里的天线以及一些构件。



图Ⅲ A19 在装配间里的一台天线

天线的面板共256块，加工精度0.7mm (rms)，分六圈装在背架上（中间一个三米的园）。面板在背架上安好后用经纬仪测调。经纬仪放在抛物面主轴上，测量面板上参考点（一点小洞）的位置，精度可达0.025mm。由于在不同仰角上受到不同的重力变形，调校后把天线放到一个平均仰角（60°）上，调到最佳配合的抛物面形。调好后形状一般能保持稳定，估计几年内无须重调。

按目前设计及面板精度，工作在1.3cm波长时，天线效率约40%，可算是比较正常。但是21cm波长的效率也只有38%，显得太差，现在准备改动21cm系统的设计。

装配间的装好一面天线大约需要用7个星期。

天线在装配间中装好后由运载车运到附近室外的一个基座上，进行电气及电子学部件的安装。

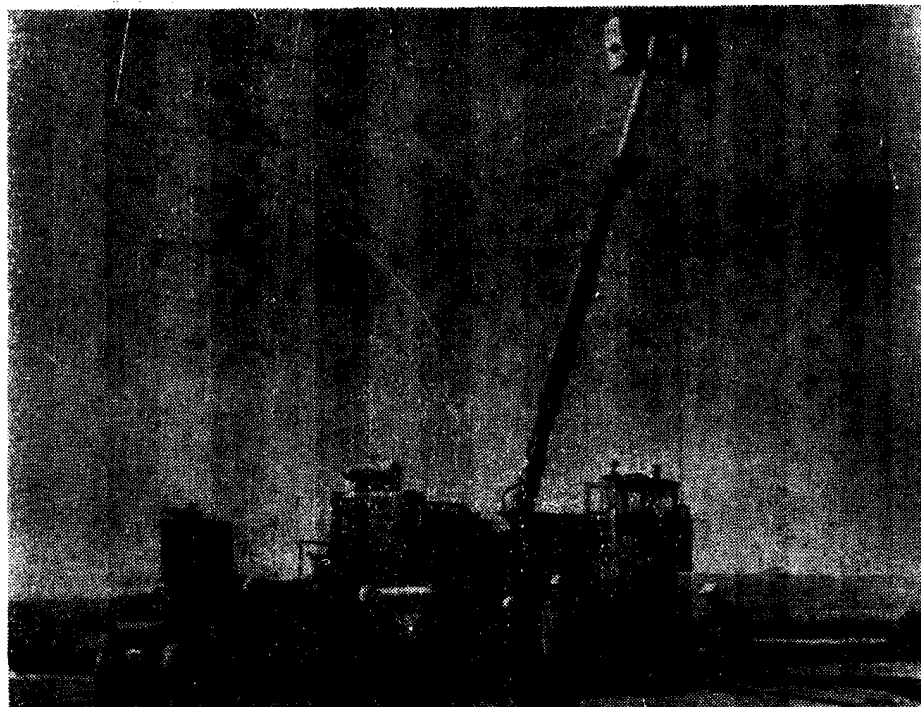
装载车（见图Ⅲ A20）可以沿铁轨上把天线运到任何一个基座上。轨道由两个双铁轨组成，可通装配间及所有基座（图Ⅲ A10）。装载车有四个车身，每个车身有六个轮。用液压机可以把天线（重200吨）升上6吋，使脱离基座，以使用车装卸。在铁轨的丁字岔口上，车轮可以转90°以适应铁轨的十字接头（在转90°之前，车由一个支架托起）。带着天线时，装载车的运行速度是8公里/小时。

天线在完成电装配（及测试）后移到一个基座上进行天文试测。测量参数包括天线增



益，方向图形，接收系统参数以及指向、跟踪、自控等性能。通常24小时可以测出全部数据。在这一步合格后，天线即可交付使用。

按照计划，甚大阵将于1981年全部完工。1977年可以有六面天线用三分之一的Y结构进行工作。每年约可增加4至6面天线。当天线增至10面时将可以与世界上其他大型射电干涉仪并驾齐驱。



图ⅢA20 天线装载车

目前正在发展标准及观测技术，维修制度以及数据处理系统等。

甚大阵的投资共7600百万美元。其中基本建设(包括铺轨)和电子学系统各占1/4至1/3。天线总造价1700万美元，波导500万美元，计算机100万美元。

#### 4. 其他台站

这次访问过的其他射电天文单位除了麻省Haystack天文台外，都在加利福尼亚州。因此除了Arecibo的大型设备外，还有许多中型的射电天文台没有能够列在日程里。所以，这里的报导尽管可以反映美国射电天文工作的概况，和在一定程度上看出主流，但按比较全面的调查来说，还是有相当距离的。

##### (i) Haystack天文台

Haystack天文台属“西北射电天文台联合组织”(简称NEROC，成员为美国西北地区14个大专学校，包括哈佛大学，麻省理工学院，耶鲁大学等)，主要设备为一具37米(120呎)射电望远镜。望远镜配有园顶罩，工作波长短达0.7cm。此外还有一具18米(60呎)望远镜，精度稍差，放在离Haystack偏南约1200米处。

37米望远镜地平装置，卡焦工作，配有4个喇叭馈源，波段范围及接收机类型为：

$\lambda 3.8\text{cm}$  (7.6—8.4GHz)，冷参

$\lambda 2.2\text{cm}$  (14.7GHz), 常参 (甚长基线干涉仪)

$\lambda 1.94\text{cm}$  (15.5GHz), 隧道二极管 (总功率)

$\lambda 1.3\text{cm}$  (20—25GHz), 混频器 (宽带), 量子放大器 (窄带)

$\lambda 0.7\text{cm}$  (43GHz), 准备配量子放大器

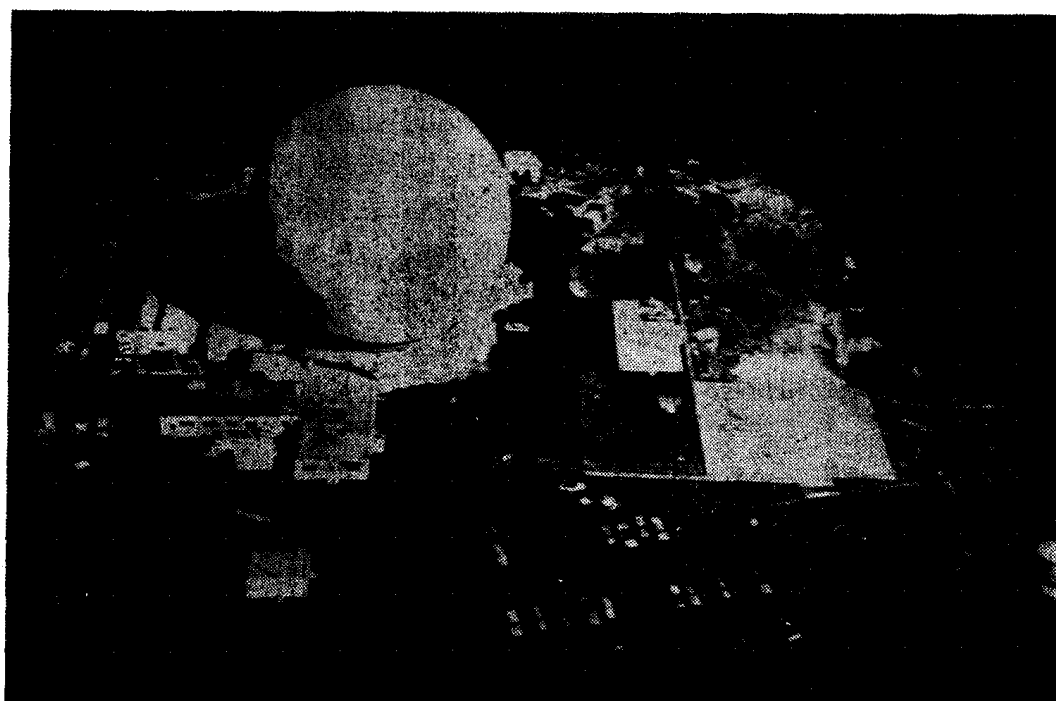
3.8cm波馈源位于抛物面的主轴上, 其他馈源略偏。变换工作波段可由计算机控制, 通过改变天线指向来完成。

望远镜的驱动用液压装置, 指向精度  $7''$ 。

天线面板为四圈铝板, 每圈分32块。相邻面板之间有1—3mm的间隙, 可供调节。面板后面骨架上悬有一面尼龙绳网, 调整面板时可以站在网上操作。

1967年曾对面板作过一次调校。用一个安在抛物面顶点上的经纬仪测量每块面板上的各个控制点, 随测随调。整个调校用了6个星期。在这以后没有再作调整。只是在测量射电源时核查天线频率。到现在为止没有发现效率降低。

天线罩建于1960年, 在天线俯仰范围内罩为球壳形。球的直径为46米 (150呎)。罩的骨架用铝材, 蒙皮用对射电波“透明”的塑料。罩内恒温到比  $0^\circ\text{C}$  高一点, 以免凝聚水珠。在下雪时可以将罩加温溶雪。罩内有一系列吹风装置使室温均匀。罩上有窗, 当室温过高时可以开窗吹风。



图ⅢA21 Haystack 37米望远镜

图ⅢA21为Haystack 37米望远镜外观。

目前的装置在0.7cm波长工作时, 效率只有8%。其中天线罩引来了3分贝的损失。现在希望作一些改进: 一是罩的骨架改用钢材, 使尺寸变小, 减少遮挡。另一方面准备向ESSCO公司 (电子空间系统公司) 定制新的蒙皮。这家公司是美国目前唯一做毫米波天线罩材料的企业。他们有一个实验室进行对蒙皮材料的研究, 如减小材料的吸收频谱使与“大

气窗”一致等等。

希望换罩后对0.7cm波可以提高效率一倍，不过目前经费尚未落实。

实验室中正在进行20—25 GHz量子放大器的改进试验。一是采用氮真空循环冷却机来代替液氮罐（据说这样可以节约大量用以产生和保持液氮所需的燃料，每年约90桶汽油。同时每年耗费的一万升液氮也可以省下来）。但是液氮冷却，在真空容器中温度可低至1.5°K，使量子放大器获得较大增益，改用循环冷却时，温度约为4.5°K，因此需要试制在4.5°K下有相应的增益的量子放大器系统。（关于量子放大器，参看前面3.1节）。

7cm波长的量子放大器也在试制中。

Haystack的射电频谱仪采用自相关方式。从接收机送来的中频信号转换为1（二进）位数字（即时电压只记正负号，用1位码表达）。中频带宽有两种：40MHz和18MHz，可以选用。对40MHz带宽，1位转换的采样率为100MHz。这样所得的数字化中频信号经256个阶梯延迟，然后把不同延迟量的信息引入数字相关器进行相关运算，经过累加、平均后录在磁带或磁盘上。将各路相关结果放进计算机进行富里叶变换运算，得到所需的谱线。这种的测谱方法可以参考Weinreb(1963)<sup>[3]</sup>。

在谱线工作中，Haystack的特点是测量短厘米波段，诸如用波长1.35cm的H<sub>2</sub>O线，1.2cm的NH<sub>3</sub>线，1.16cm的H复合线等等研究银河系特殊目标（如猎户座A等）以及分子源的分布等。目前希望可以把这方面的工作扩大到0.7cm的范围上去（SiO线，H复合线等）。

甚长基线干涉仪是Haystack天文台的一项主要工作。37米望远镜和美国国家射电天文台的43米望远镜，喷气实验室的Goldstone 64米天线，以及其它大型天线相配合，进行甚长基线干涉仪的各种课题研究。为改进甚长基线干涉仪工作性能所作的Mark III记录器的研制工作，Haystack也负担了主要的责任。关于甚长基线干涉仪我们将在C节中加以综合报导。与此有关的关于地球大气中水汽含量的测定工作也将在C节中介绍。

在Haystack，新近安装了一付麻省理工学院的“毫米波”干涉仪。这个干涉仪由三面天线组成（直径约5米），工作波长约1cm。准备用数字相关器。目前电子学部件还在制造之中。详细技术内容没有了解到。

18米射电望远镜最近用在与37米望远镜配合，进行一些长基线干涉仪的试验（考验系统性能、方法等）。

#### (ii) 加州理工学院天文系及Owens Valley射电天文台

加州理工学院的射电天文工作目前有两项。一是甚长基线干涉仪的工作，一是毫米波天文的建设，加州理工学院的射电天文观测基地在Owens Valley，放设40米射电望远镜，27.5米射电干涉仪等设备。毫米波天文的建设工作目前集中在10米毫米波望远镜（工作到波长1mm）的研制上。这项研制工作在校本部物理系进行。但是目前已经在Owens Valley安装了一台，正在最后装配，准备1977年初开始试验性观测。校本部工场中正在校准第二个10米反射面，准备用来替换性能较差的第一面。随后将陆续制出更多的反射面，首先供Owens Valley的毫米波干涉仪（初步考虑用三个天线组成变距系统），然后计划制造一些更精的，可以工作到亚毫米波段，并选择水汽较少气候较好的新址来开展工作。这些毫米波工作的情况我们将在以下B节中介绍。

在甚长基线干涉仪方面，他们和其他天文台合作；对河外星系，类星体以及银河核的细节分析做了一定的工作。40米望远镜做了21cm氢线和Co线的天图以及H<sub>2</sub>O等分子源的探索。射电干涉仪目前以2.8cm波长研究太阳上的细节，也做行星研究。这些天文研究的内容我们

已在2.3节中作了综述。

加州理工学院对甚长基线干涉仪器件的改进，特别是Mark II记录处理机的研制，承担了一部分任务。他们的系统与国家射电天文台的大同小异。在下面C节中我们将介绍这部分的情况。

Owens Valley射电天文台，到现在已经有20年左右的历史。最初用直径27.5米双天线变距干涉仪做射电定位工作。天线可在南北长50米，东西长700米的轨道上移动。八年前增加了40米望远镜，可以和27.5米干涉仪组合，进行干涉测量，也可以单独使用，作为甚长基线干涉仪的一个单元，以及用来作谱线和总功率观测。



图ⅢA22 为Owens Valley 40米望远镜外观

27.5米望远镜可以工作到2.8cm波长，40米望远镜可以到1.3cm波长。目前所用的接收机都配有常温参量放大器。实验室里正在试制2.8cm低温放大器和21cm量子放大器。大部分电子学设备在校本部制造。在Owens Valley一共只有10个工作人员：一个天文学家，三个工程师，五个技术员和一个观测员。

40米望远镜，地平装置，由直流马达驱动，方位和仰角马达都是10匹马力，有通常的消齿隙装置，用18位码盘读出指向坐标，精度5"。天线最大转速为每分钟10°。

天线为主焦系统，馈源和前端接收机放在定型化的箱体中。每一个波段用一个箱体。可以选用。目前共配备有波长48cm，21cm，8cm，4cm，2.8cm，1.3cm等箱体。一部分馈源用波纹喇叭，接收机大部分用常温参量放大器。

目前正在安2.8cm波长系统。接收机将为二级冷参量放大器，每级增益25分贝；频带宽度375MHz。中心频率可以在400MHz范围上调节。这个系统可以测量偏振（接馈源的圆波导分出两路矩形波导，分别接收两路垂直偏振）。

参放置杜瓦瓶中，由氮循环冷却机致冷。泵源放在箱中，工作在43GHz，功率120mw。

天线座架中间用作观测室。有一架比较老的计算机用来控制天线指向及其他动作。另有一套自整角机指示系统，随时显示天线两轴的角度，并用作备用的控制设备。

观测室里有铯钟，罗兰C接收机，对时设备以及甚长基线干涉仪记录器等。

测谱用数字相关器系统（见前Haystack设备），目前正在制造一个1000路相关器。

Owens Valley的干涉仪使用率在目前不是很高。所做的太阳观测工作我们已在2.3节中说过。干涉仪的三个单元中，27.5米天线可沿一个700米的轨道移动。40米天线与它们相距约1公里，在波长2.8cm上，干涉仪分辨率可达5"。

干涉仪本机振荡器通过与控制室送出的本振参考信号锁取得一致相位。三个天线的中频信号送回控制室后各分48路。有三种可供选择的频宽：50KHz，4KHz及1KHz。三个天线的信号进行交叉相关和自相关，可以得到谱线干涉条纹。应用通常的综合孔径方法，可以做到

谱线成象。

Owens Valley天文台配有两套氢钟，放在观测室附近的恒温房里。温度稳定到 $\pm 0.5^{\circ}\text{C}$ 。两套中新的一台由Goddard飞行中心提供，相对频率稳定度在 $10^4$ 秒内达 $10^{-14}$ （或更好一些）。老的一台约差一个数量级。

台上有一间20平方米的屏蔽室，供接收机测试。一个金工车间，约有10台机床。

40米望远镜有一套独立的发电系统。

Owens Valley天文台的水汽条件允许做毫米波工作（水汽含量年平均3.3mm，夏天差一些达10mm），前面说过，正准备这里开展毫米波干涉仪的试验。

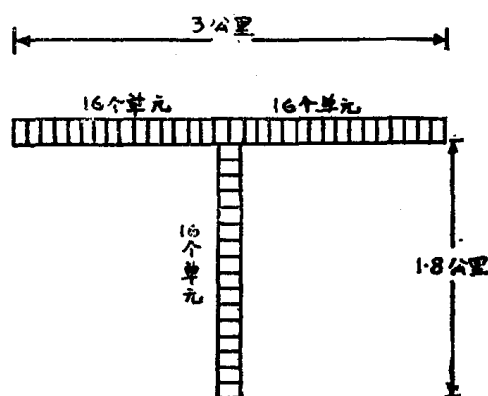
台址在两座山的夹谷中，宽约2公里，长约6公里。没有干扰问题。风也比较小，一般在2米/秒，最大也只有9米/秒。所以毫米波天线不用园顶也可以有较高效率。

Owens Valley的主要设备—40米射电望远镜约用三分之一时间做甚长基线干涉仪工作。考虑过用短时间内交替地测两个放电源（一个是被测的源，另一个是参考源）的方法来消除大气对相位的影响。但看来还没有进行具体试验的准备。

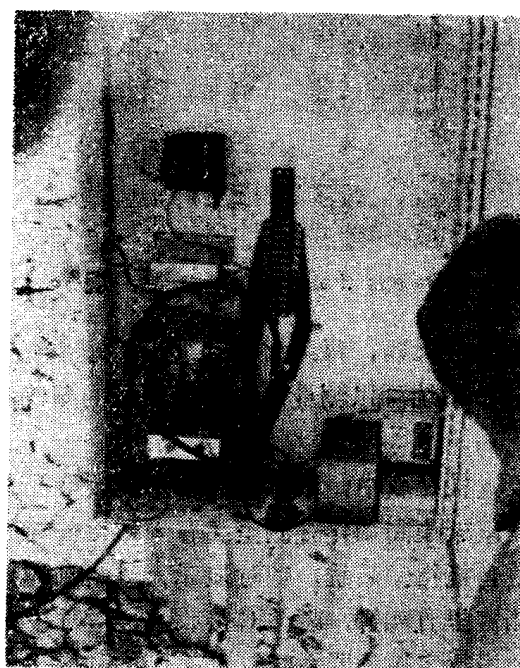
### (iii) Clark Lake射电天文台

Clark Lake天文台是美国目前具有一定规模的米波（以及十米波）射电天文基地。台址座落在加利福尼亚州沙漠地区里的一个干涸的湖底上。是一块四面环山，人烟稀少的小盆地。

六十年代末，马里兰大学在这里选点，安放T形天线阵。随后爱阿华大学也在这个地方放一个所谓“COCOA”十字。下面我们简单介绍这两个设备的情况。



图ⅢA23 T形阵示意



图ⅢA24 15路汇总、放大—前置机箱外观

马里兰大学的T形天线阵 在文献中1973<sup>[5]</sup>,<sup>[6]</sup>有过介绍。其中对他们所用的螺旋对数天线的实验以及天线阵的技术指标作了比较详细的描述。我们这里将介绍一下这个阵的基本技术内容和一些新的发展。

这个阵的近期目标是成为一具可以跟踪、扫描的十米波设备，能够在15至125MHz的频

段范围内很快地选用频率，并很快地对准观测目标。首先将用在多频段的太阳成象观测上。

阵由720个圆锥形对数螺旋天线组成<sup>[6]</sup>。每个天线的接收面积为 $\lambda^2/3$  ( $\lambda$ 为波长)，设计成可以在15MHz至120MHz范围工作。图Ⅲ A 23为T形阵的排列。东西臂全长3公里，南臂1.8公里。

东—西臂上相邻螺旋天线之间相距6.25米，南臂上相距7米。各臂上的天线每15个组成一个单元。这样，东臂，西臂和南臂上各有16个单元。

每个单元的15个螺旋天线，各由长约70米的电缆连到处于该单元中心位置的一个前置放大器机箱上。在机箱里这15路信号併在一起，汇总后输入到一个宽频带（10—250MHz）放大器（噪音系数约4分贝），放大36分贝后经1600米低衰减同轴电缆（7/8" Styroflex型，埋在地下1米）送到中央控制室。图Ⅲ A 24为前置机箱的外观。

每个单元中各个天线的相位可以由控制室控制（每个螺旋天线由一个二极管开关系统进行“电旋转”。控制室送出的直流偏压控制二极管，使天线得到所需的移相量），从而可以用“电扫描”方式控制每一单元的“指向”。各个不同单元之间的相位关系，则在中频的数字线路中处理。（数字化线路还在试验中）。

目前，从各个单元进入控制室的共48路信号。可以把东臂16个单元的加在一起，西臂的16个加在一起，然后两者在一个乘法器中相乘，得到一个扇束（当工作波长为38MHz时，束半功率宽7'）。也可以把东—西臂的32个单元都加在一起，和南臂各单元加在一起的信号相乘以得到铅笔束。

正在进行的研制工作是：把南臂16个单元中的每一个与东西臂32个单元的每一个相乘，从而每一时刻都可以得到 $16 \times 32 = 512$ 路不同“天线间距”的相关信息。（对两种不同偏振波，所用的相关器将加倍）。这经过快速富里叶变换后便获得实时的二维象。（首先是做太阳工作，因此将不会有栅瓣混淆）。这种方法是经典的综合孔径方法。原理可以参考例如 Christian-sen and Hogböm的书<sup>[7]</sup>

准备在半年内先制出16路综合孔径部件进行试验。大致的方案是：从外场引到控制室的各路高频信号经过两次变频成为10MHz中频。各路10MHz中频信号经斩波器转换为2（二进）位数字信息。这种数字化过程的采样率为20MHz，各路数字信息通过“随机存取记忆”（random access memories）系统得到所需的时延，然后进入到多路（第一期是16路）数字乘法器。输出的各路相关信息在加上相位调整（即“条纹跟踪”系统）后进行富里叶变换处理，就得到了所测的目标的象。

到目前为止，已经做了两路数字时延和相关器。估计全面完成综合孔径系统尚需二年时间。完成后将可以在很宽的频率范围内快速地记下太阳象。

和澳大利亚Cuigobra的太阳能放电望远镜相比，虽然总接收面积差得多，但是其他方面的性能却超过不少。

这套系统的接收面积为 $250\lambda^2$ （平均只有上述澳大利亚系统的百分之几），分辨率在80MHz处约为5'（比澳大利亚的略差），工作频率从15到125MHz（澳的只能在40，80及160MHz工作），出一张太阳图的时间约10毫秒（澳的要1秒），更换指向和更换频率都只要用毫秒级的时间（而澳的系统用的时间很长）。

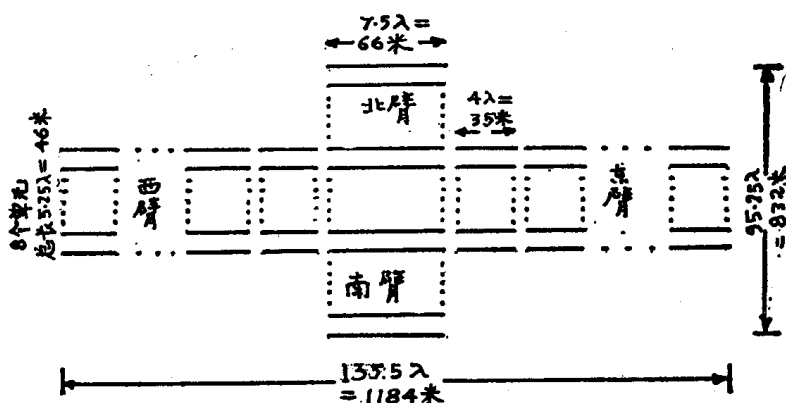
马里兰大学在Clark Lake的工作人员只有4名：二名天文学家和二名工程人员。

爱阿华大学在Clark Lake的设备是一具工作在8.75米波长的Mills十字天线，取名为“COCOA”十字。天线的收集面积为7万2千平方米，用来观测日冕及太阳风引起的射电

源闪烁。

通过观测布在天空各处的射电源，从它们发出的电波穿过行星际不规则结构时发生的闪烁，可以定出并追踪太阳风中的大尺度结构，并辨认出它们的性质（如粒子流，爆炸波等）。

图ⅢA25表示COCOA十字的排列。全部基本天线单元为东—西方向极化。南北臂全长832米，由128个长各66米（ $7.5\lambda$ ）的“麻花”天线单元组成，两两单元之间的间距为 $0.75\lambda$ 。东—西臂全长1184米，分32块，每块由8个全长35米（ $4\lambda$ ）的天线单元组成，两两单元之间相距 $0.75\lambda$ ，32块沿东—西方向排列，每两块间隔 $4\lambda$ 。



图ⅢA25 COCOA十字示意

十字的分辨率为 $0.4^\circ$ 。（东—西） $\times 0.6^\circ \sec Z$ （南—北）（Z为天顶距）。灵敏度为 $10f_u$ 。

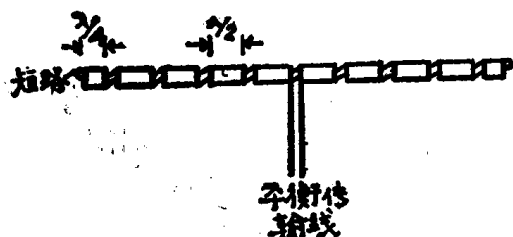
“麻花”天线的结构十分简单：用 $\lambda/2$ 的同轴电缆按图ⅢA26中的方式连接（相邻电缆之内内外导体交叉相接）。全部“麻花”天线都挂在塑料绳上，离地约 $\lambda/4$ 。

每根“麻花”天线在中心点用平衡明线引出。然后由等距离分支传输线系统连在一起。（等距分支系统大意见图ⅢA27）。这样，东—西臂各单元和南—北臂各单元的信号各自汇总到一根传输线上，并各经一个前置放大器，放大后分别由电缆引到控制室。

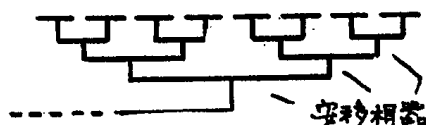
电扫描由每个分支点上的移相器（见图ⅢA27及ⅢA28）互相配合来完成。图ⅢA28表示一种 $\lambda/6$ 阶梯移相器。在控制室里控制二极管的状态便可以按扫描（指向）要求调整各分支点的相位关系。通过这种控制，天线束可以沿南北方向在天顶距 $\pm 60^\circ$ （赤纬 $33^\circ \pm 60^\circ$ ）范围内扫描。沿东—西方向的观测范围（取决于南北臂的宽窄）为中天前后各10分钟。

两臂的信号送到控制室后，分别经高频放大，混频，中频放大后进入相关器。相关器的输出正比于由笔束（ $0.4^\circ \times 0.6^\circ \sec Z$ ）接收的辐射流，检波后成为直流信号。

为了有效地记录闪烁，这个直流信号进入到一个 $0.1-1.5\text{Hz}$ 的滤波器。滤波器的下限



图ⅢA26 “麻花”天线示意



图ⅢA27 等距分支系统示意

0.1HZ是为了避免电离层闪烁，上限1.5HZ则当于行星际闪烁频谱的上限。经滤波器后无闪烁的相号将为0，而闪烁将反映为幅度的增加。将这样记下的幅度和流量对比，可以作为行星际闪烁的度量。

这付设备目前每天工作24小时。平均一日观测120个射电源。至少有大约70个射电源表现过闪烁。几年来的工作结果对于显示出太阳风相对于地球的运动（从而可以估计出扫到地球的时间），理解行星际空间不规则结构的性质，以及证认这些活动中有27天重复周期的成份，等等，对于日地关系的研究和应用都具有一定意义。

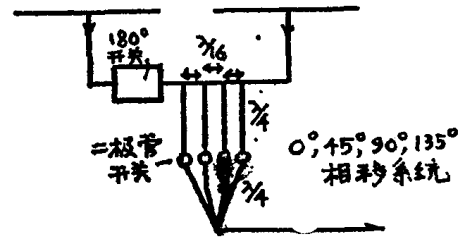


图 III A28 移相器示意

这个工作是美国宇航局（NASA）资助的。1972年建成，1973年初开始常规观测。详见文献<sup>[8]</sup>。

#### (iv) 宇航公司电子实验室

这个实验室在洛杉矶宇航公司ELSegundo本部设一具直径4.6米的毫米波射电望远镜。曾经做过太阳毫米波工作。近几年来兴趣转到70—120GHZ的谱线工作。也还做一些总功率测量，但主要对象是一些射电源，没有再搞太阳工作。

4.6米望远镜建于1963年。卡塞格林系统。焦点后面有两个微波箱，一个供总功率测量，一个供谱线工作。谱线接收机在常温下工作，噪音温度约1000°K。对波长3.2mm，天线效率约55%。

抛物面一整块用磨具加工，可以工作到短毫米波段。面上漆了白漆，热效应较小。

谱线接收机有两种滤波器带宽，128通道。

天线的指向，跟踪由计算机控制。跟踪精度10"至20"。指向系统误差主要靠观测已知射电源来求出。

观测数据由Nova800小型计算机处理，谱线观测每分钟积分录入磁带，每5分钟从磁带调出数据，作一张图。

接收机参数用热负载校，每25分钟校一次。热负载定标利用太阳作标准源。

实验室里在试验各种微波器件，包括研究电铸技术，一些结果都已在PIEEE中发表过。

最近试验一种3.2mm波的“超尺寸”波导，用以减少传输衰减。原有标准波导尺寸为0.100×0.050吋，衰减为0.85分贝/呎，用“超尺寸”0.375×0.0375吋波导，衰减只有0.085/呎。

#### (v) Stanford射电天文研究所

这个研究所的主要设备有：（一）由五面18.3米天线组成的综合孔径望远镜，（二）由34面3米天线组成的十字射电干涉仪。

十字干涉仪工作在9.1cm波长，分辨率约3'×3'。十余年来进行常规太阳观测，每天出一张二维日面图。最近因缺乏经费停止工作。

五天线综合孔径系统最短工作波长约3cm。在PIEEE中有比较详细的报导<sup>[9]</sup>。这个设备于七十年代初期启用，在2.8cm波长分辨率16"×19"，10小时观测灵敏度为 $3 \times 10^{-28} \text{ Wm}^{-2} \text{ HZ}^{-1}$ 。（用隧道二极管前置放大器）。几年来做过一些河外星系结构以及一些展源的



形态及偏振的工作。目前处于半停顿状态。

18.3米天线的面板和骨架都是由研究所工作人员在现场加工的。总投资约2百万美元。

图ⅢA29为Stanford射电望远镜外观。

(vi) 加州大学 Berkeley分

校天文系

Berkeley的射电天文工作主要有三个课题：一是围绕着26米射电望远镜的工作，二是建立毫米波射电干涉仪，三是短毫米波接收器件的研制。

26米望远镜放在Hat Creek基地。机械精度允许工作到2cm波长。目前配有6cm, 18cm及21cm波段的接收机，可以选择轮流放在主焦点上工作。

6cm波段目前主要做甲醛的同位素观测，如 $\text{H}_2^{13}\text{CO}^{16}$ ,  $\text{H}_2^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ ,  $\text{H}_2^{12}\text{CO}^{16}$ 等等。通过谱线相对强度测量来探讨银河系中各种目标的同位素比较。

18cm波段主要做OH巡天。

21cm波段用来测HI区，目前在做银河系结构的研究，详细记录并分析了氢的分布、强度和速度。此外，还试测21cm谱线的塞曼分裂来探讨星际磁场。

甚长基线干涉仪工作，目前也是用21cm波长，到1977年希望可以用3cm波。

毫米波干涉仪也是放在Hat Creek基地（海拔1000米，比较干燥）。目前有2面直径6米的天线，可以在一个T形轨道上移动。T的臂长为：东—西方向300米，南北方向200米。设计目标是要在1mm至15mm波长范围上研究银河系（包括用总功率测量和作谱线测量）。由于象银河系核，猎户座星云等重要目标都比较偏南，所以干涉仪设了南—北臂以提高观测效果。

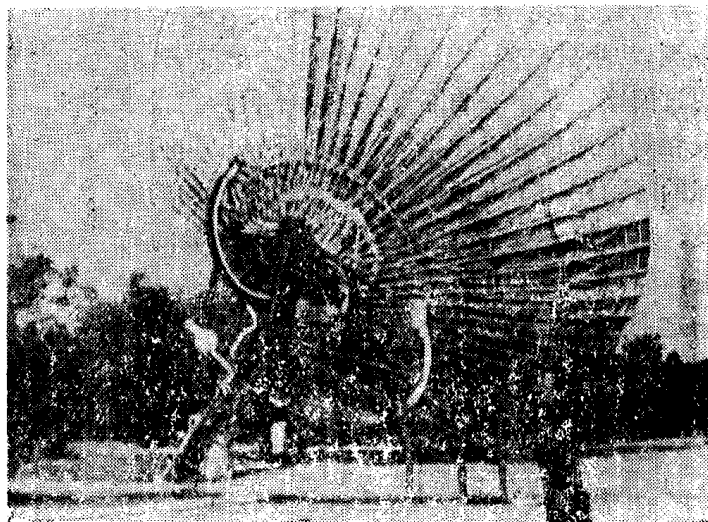
所用的两面6米天线，一新一旧。面板用铸铝，整体加工，新的一面加工精度为0.1mm (r.m.s) 左右，旧的一面差一些。到目前为止还都未用到7mm以下的波长。但估计日后可以用到2mm波。

毫米波干涉仪最大的困难是地球大气引起的相位变化。这和 $d/\lambda$ 成正比。 $\lambda$ 很短时这种相位移动可以很严重。

6米天线用地平装置。卡塞格林焦点。馈源后面接两个接收机，收两个方向的偏振波。测偏振时接收机必需随时旋转以保持所测的源的偏振方向不因为用地平装置跟踪而产生相对移动。

干涉仪两天线的本振由同一个400MHz参考信号产生。为了保持送到两天线上去的本振相位一致，在两天线端各引出一部分400MHz信号（经变频）连到一个环路上进行比相并自动调整。

干涉仪只有两个天线单元，而东—西基线按设计共设50个间距，因此测一个目标需共50



图ⅢA29 Stanford射电望远镜

天时间。折中的办法是观测目标尽可能集中在小天区范围,以省掉一部分间距上的测量。

这个干涉仪到目前已进行过一些观测。如用1.4cm波长的 $\text{H}_2\text{O}$ 谱线测金星临边昏暗,并探索金星和其他行星大气中的水汽(结果发现金星上“无”水汽)。还测了几个星云和一些H II区以及一些银河射电源范围的水分子源分布,得到一些对恒星演化有意义的结果。

目前还在考虑亚毫米波观测,已在White Mountain选了址。

实验室里正在研制3mm波接收机。

在物理系实验室,几年来做了不少关于把约瑟弗逊效应用在毫米波接收机上。实验室中已制出了10GHz, 33GHz等约瑟弗逊触点参量放大器。增益10分贝,频带可宽达几GHz,噪音温度 $50^\circ\text{K}$ 数量级。目前正在试制毫米波段的约瑟弗逊器件。据说在实际应用上的主要困难是易于饱和以及不够稳定。

物理实验室的另外一些与射电天文有关的工作有:(一)利用长基线干涉仪基本原理,用两个激光发生器作红外本振,构成了红外干涉仪( $\lambda=10.6\mu$ )。试制后已放在基特峰国家天文台太阳望远镜上测过几个行星。(二)用4—5万米高空气球运载红外辐射计测 $3^\circ\text{K}$ 宇宙背景。得出与黑体 $3^\circ\text{K}$ 相符的结果。

## 5. 小结——工作评价及发展动向

综合以上情况,这里将简短地就美国射电天文的现有水平和发展动向提出以下几点看法:

### (i) 射电天文技术

射电天文技术的发展在于方法上的创新,而方法的创新在很大程度上依赖于当前的技术条件。美国的计算技术发展较快,对射电天文方法起了显著的影响。

首先要提一下的是小型计算机(mini-computer)的大量应用。这种计算机于六十年代末出现,迅速发展,近几年生产数量激增,据说到目前全美国业已生产了一万多台。因此技术上比较成熟,故障率很小,成本也逐年降低。这种机器字长通常是12位或16位;内存基本单元4千字,可以扩充到32千字或更多一些;存取周期和加法运算都是1微秒的数量级;可以很方便地配备标准外部设备;软件基本上配套。

这种机器的中心处理机一般值几千美元,加上一般外部设备总共约二万美元。一个大型射电天文设备(造价几百万至几千万美元)通常配备了三、五台至七、八台这种机器,分别用在①天线和观测程序控制,②接收机控制和数据录取,以及③各种类型的数据处理和结果显示上。

对于比较简单的观测,如谱线观测,用现场计算机处理数据(并显示)使观测者可以及时检查观测结果,必要时可以作出调整和下一步观测的决策。这比起以往取得数据以后需要带回工作基地再作处理的办法是前进了一大步。目前,对比较复杂的观测(如综合孔径)也准备开展这种现场处理和显示的方法。

用小型计算机控制观测程序,可以减轻观测者的负担并避免差错。对于各种监测,纠偏,报警等系统,小型计算机也带来了很大的方便和可靠性。

在天线动作的控制上,用码盘指示天线指向位置,由计算机提供实时改正值控制伺服系统,使天线的指向可以准确到码盘精度的范围。在这方面,小型计算机的可靠性,在一定程度上促使了大型天线采用跟踪动作比较复杂的地平装置(而不用赤道装置),减轻了机械制造上的难度,从而降低了造价,并使得重力变形较易得到控制,而提高了天线的精度。

其次应提的是计算机硬件和技术的发展为射电天文技术提供了十分有用的条件。这不但是关系到一些重要专用机的研制（如甚长基线干涉仪处理机等），而且是在更广泛的意义上，把射电天文接收系统引向数字化的途径。近年来射电干涉仪（以及综合孔径）系统后端（中频以下）的信息处理倾向于采用数字方式，这使得一些复杂的模拟部件简化为标准的集成数字元件，如延迟系统用记忆元件（RAM）代替，相关器用乘法元件代替等。这使得可靠性大大提高。同时，不同阶段的数据，可以由适当的接口直接联到计算机，通过一般程序，和由计算机提供的信息，如“条纹率”，相位、幅度改正信息等加以修正，最后并得到处理和实时显示。

所有这些，都是基于小型计算机和一些数字元件可靠性高、价格低的特点而发展起来的新应用。这种应用的势头看来还会持续下去。至于大型电子计算机，用在一些复杂的数据处理（如富里叶变换）上（虽则这些也有着应用专用机或采用小型机的趋势）以及诸如天线结构设计等问题上，基本上都是属于一般性的应用，将不在这里一一列举。

除了计算技术，当前对射电天文影响较深的应推低温技术的发展。前面我们多次报导过的氦气循环冷却机的使用已经使低温器件大为简化，并且节约了大量动力和液氦。虽然目前冷却机的制冷不及液氮罐，但是进一步的技术发展是十分可能的。这种低温技术的发展将导致杜瓦瓶体积的增大，使得较多的器件得以放在低温下工作（例如不同波段的混频器，量子放大器等），对于提高接收机系统的灵活性将有很大的帮助。

在目前，美国射电天文设备的水平大致上是：

天线 口径25米左右的抛物面天线，面板精度（包括加工公差及重力变形等）约 $\pm 0.7$  mm (rms)，最短工作波长1—2 cm，目前可以比较容易制出。造价大约60万美元（这比十年前低得多）。对于更精的反射面，工作到波长1 mm左右，如果要做到25米直径，则在目前还是个尖端问题，造价大致上要近千万美元。不过如果只要做到10米左右直径，则也可以比较容易地解决。这些天线都以地平装置为主，轴上安方向码盘，20位码（读到 $1''.2$ ）已很普遍要做到24位码则仍需努力。

前端接收机 从短厘米波到分米波，冷参量放大器和其他低噪音器件已经比较普遍使用。厘米波典型的噪音温度 $70^\circ\text{K}$ ，频宽590 MHz。短厘米波段仍以直接超外差为主，噪音达500—1000°K。目前正在发展宽频带量子放大器，并希望兼用作第一级中放，这样可使短厘米波段噪音降低到 $30^\circ\text{K}$ 左右频宽约300 MHz，毫米波段也可以得到很大改进。目前用约瑟夫逊效应参量放大器作毫米波接收机的实验正在积极进行之中。低温致冷设备较普遍地采用氦循环冷却机，致冷达 $15^\circ\text{K}$ 左右。

后端接收机 总功率接收机基本上用传统的模拟方法。谱线测量有的用模拟有的用数字方法。数字方法由于集成化程度高，可靠性大，估计将会得到更大的发展。

干涉仪 普遍都可工作到厘米波段（例如3 cm波长）。基线长度几公里以内通常用低衰减电缆传输。几十公里基线有的用微波接力。甚大阵则用波导传输。普遍采用双频锁相系统，本振参考相位通常用反射法或“环路”法校准，各干涉单元的相位一致性约保持到 $1^\circ/\text{GHz}$ （厘米波段）。干涉仪（以及综合孔径）后端接收机普遍采用数字化线路，中频电压由二位码录出。综合孔径成像系统可以用描图、相片和彩色相片来显示。毫米波段的干涉仪还处在开创阶段。

甚长基线干涉仪 氢原子标准作为分立本振，稳定度在 $10^4$ 秒内可达 $10^{-14}$ 。正在试验中的超导谐振腔可以达到更高的稳定度。Mark II 记录及处理系统已配备给许多台站，频宽可

达2MHz。目前正在研制Mark III系统，可以把频宽扩大到50MHz以上。甚长基线干涉仪目前用在从3cm左右到20余cm的波长上，由于对流层水汽对电波传播的影响，干涉条纹相位难以测出（另一个影响相位测定的主要因素为本振频率稳定度，看来已接近于退居次要的地位）。目前正设法通过测量水汽含量来改进相位数据，但尚未收到所需的效果。有一些方案，如利用定点卫星为中继站，以及增测一个参考源（即，测两个源）的办法等等也在拟议之中。

## (ii) 射电天文研究

天体射电机制的理论工作，在美国有几派人在搞，但我们接触得不多。

太阳射电的研究，相对于宇宙射电来说，在美国比较沉寂。（当然和光学、空间研究相结合，一般性的工作还是在进行的）。行星射电也是属于一般性的研究。

银河系射电的研究，由于星际分子谱线的大量发现，显然比较活跃。对银河系中的物质状态和银河系动力学等方面开拓了一些新的园地，并取得一定的结果。目前，比较多的注意力还放在尘云，亮星云，以及一些特殊目标，如红外星，球状体的分子分布和含量上，可望把星前和早期演化的物理和化学过程的研究推进一步。

河外射电几年来一直是研究的一个重点。其中最重要的是解释高分辨率二维观测的结果。这种努力随着观测的进一步深入还在不断地加强，希望对星系演化，类星体性质，星系际空间物理等问题的研究打开新的局面。

一些六十年代开始的“老问题”，如类星体红移，脉冲星演变，宇宙背景辐射，星际有机化学等，有的联系在目前的射电天文研究中，有的则“溶化”在天体演化的总图案里，必须结合光学、空间的工作来寻求新的答案。

## 参 考 文 献

- [1] De Young D. S. (1976), "Extended Extragalactic Radio Sources", *Ann. Rev. Astron. & Astrop.* 14 447
- [2] Coe J. R. (1973) "NRAO Interferometer Electronics" *PIEEE* 61 №9, 1335
- [3] Weinreb S. (1963) "A Digital Spectral analysis technique and its Application to Radio Astronomy" *M. I. T. Tech. Rep.* 412
- [4] Fomalont E. B. (1973) "Earth-Rotation Aperture Synthesis", *PIEEE* 61 №9, 1211
- [5] Erickson W. C. (1973) "The Clark Lake Array", *PIEEE* 61 №9, 1276
- [6] Erickson W. C. and Fisher J. R. (1973) "A New Wideband fully steerable, decametric Array at Clark Lake" *Radio Science* 9 №3, 387
- [7] Christiansen W. N. and Hogböm J. A. (1969) "Radio Telescopes" *Camb. uni. Pre. London* (有译本)
- [8] Cronyn W. M. and Shawhan S. D. (1975) "A Decametric Wavelength Radio Telescope for Interplanetary Scintillation Observations" *Uni. of Iowa* 75. 12
- [9] Bracewell R. N. et. al. (1973) "The Stanford Five-Element Radio Telescope" *PIEEE* 61 №9, 1249

## (二) 毫米波射电望远镜

近十年来毫米波射电天文学迅速发展,许多河外星系和河外天体的连续谱观测给出很多关于这些天体的新知识。毫米波的谱线观测让我们知道了星际云中复杂分子的存在,从而打开了研究星际化学,星际介质物理学和化学以及天体演化学的新领域。美国国家射电天文台的11米毫米波射电望远镜在这个过程中发挥了重要的作用。它的观测对来自银河冷气体的射电波的研究提供了重要的资料。用它发现了迄今为止已发现的星际分子的大部分,包括例如一氧化碳,一氧化硅和乙醇等许多星际分子,从而使得可能确定银河旋臂的位置,观测与恒星的形成有关的尘埃区和研究遥远巨星周围的气体。这使美国天文界受到鼓励他们对这种在身边发展着的毫米波段观测、研究的新形势和它显示出的潜力的体验,引起对毫米波段进一步观测、研究的较大重视。他们对毫米波设备的改进和研制投入了一定的人力,成为美国当前射电天文工作的一个重要组成部分。一方面他们充分使用着现有设备,日以继夜地排班观测,另方面他们对现有设备考虑和进行着各种改进,希望提高其性能。与此同时也组织了一个精干的队伍多方面筹划着研制新的、威力更大的仪器。

这节较为详细地介绍三台美国的毫米波射电望远镜的有关情况,一台是直径11米的毫米波射电望远镜的观测使用情况,它作为当前毫米波观测的有力工具,为毫米波射电天文学的发展作出了重要贡献。一台是直径25米的毫米波射电望远镜的设计情况,它是为了适应射电天文学向亚毫米波段发展,正在研究、设计的超过目前现有同类仪器的大型毫米波观测设备。一台是直径10米的毫米波射电望远镜的设计、加工情况。它属于较为经济、简单、设计、加工颇有特色的中型毫米波设备系列,将用于发展毫米波干涉仪。这里是解剖麻雀,在前述美国射电天文工作概况的基础上来反映美国当前射电天文实测工作的水平和近期发展的一个重要侧面。

### 1. 11米直径毫米波射电望远镜<sup>〔1〕,〔2〕</sup>(图ⅢB1)

国家射电天文台的口径11米的毫米波射电望远镜安放在阿利桑那州的 Tucson 基特峰国家天文台上。

该台址高度6280呎(1914米),纬度 $31^{\circ}57'12''.10N$ ,经度 $7^h26^m27.408^sW$ ,1968年投入观测。

#### (i) 望远镜的主要性能和方块图(图ⅢB2)

11米望远镜的主要性能:

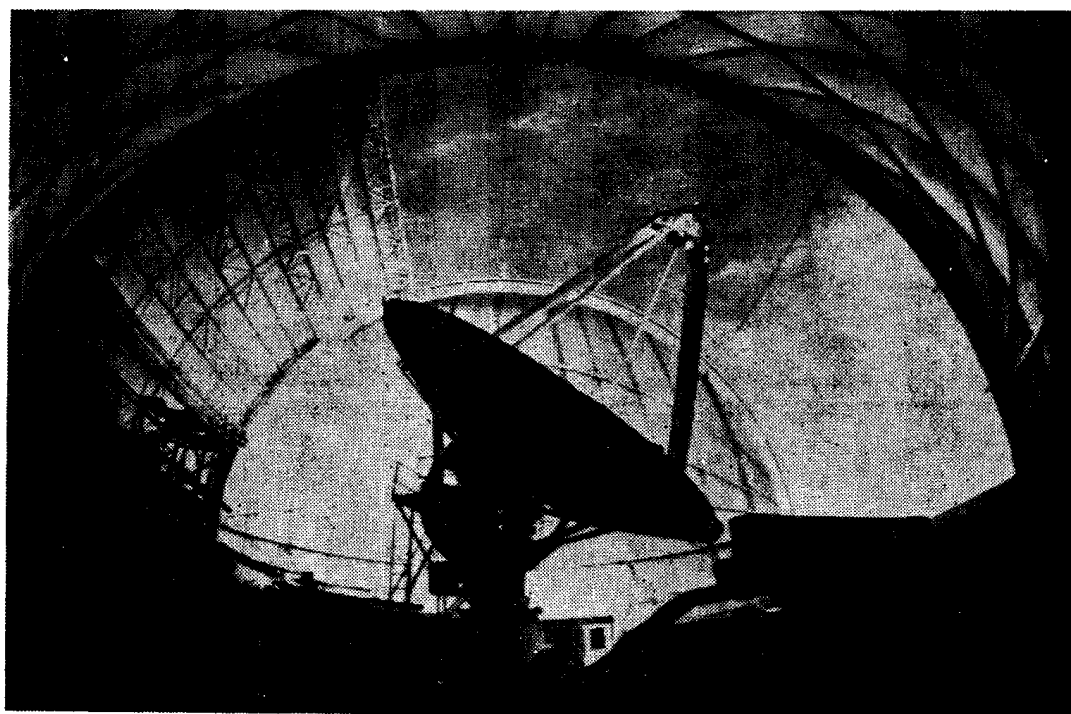
直径36呎(10.973米);  $F/D=0.8$ ; 座架形式方位—俯仰:俯仰范围 $16^{\circ}-90^{\circ}$ ;方位范围 $0^{\circ}-360^{\circ}$ ; rms表面精度0.14mm; rms绝对指向精度 $7''$ ; 旋转速度 $70^{\circ}/\text{分钟}$ (每个轴)。

#### (ii) 望远镜的工作和使用情况

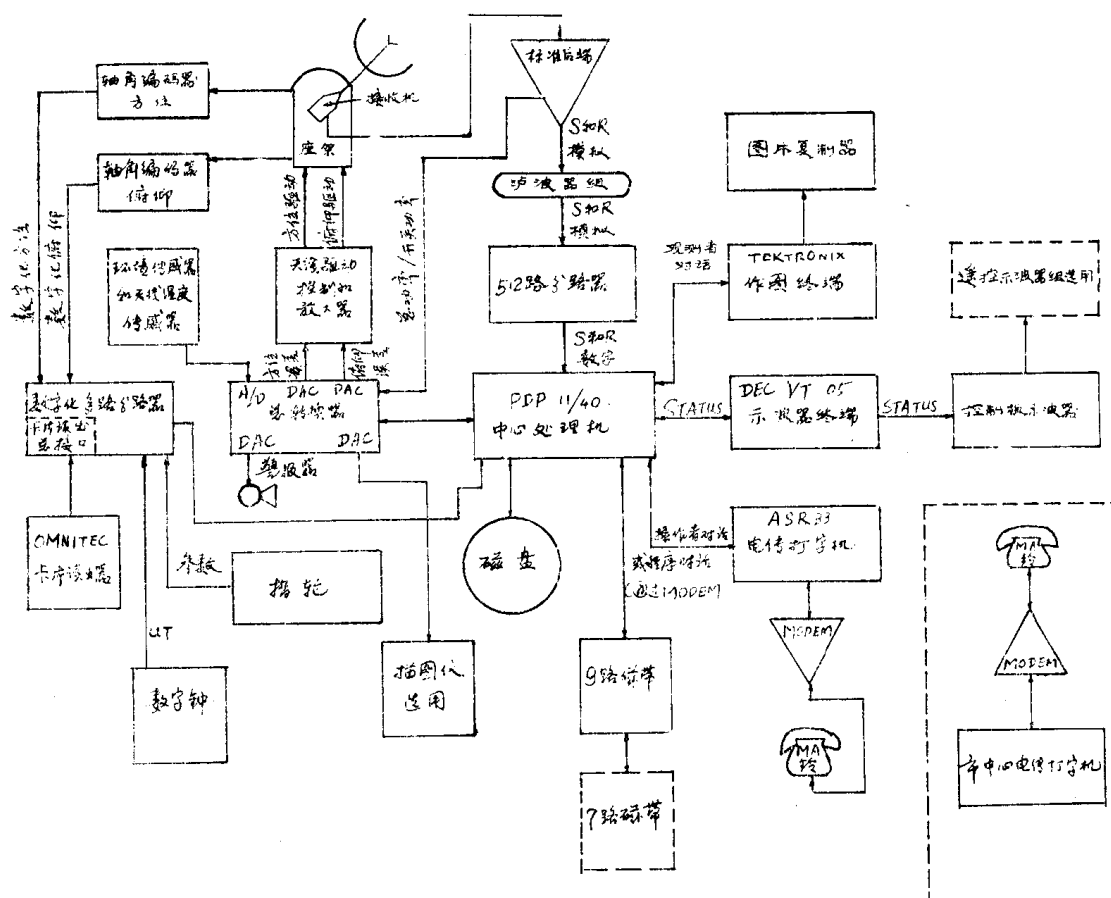
由于Tucson的8月份是沙漠雨季,这个月停止观测,此外从9月开始到次年7月是每天24小时工作。平均每个课题可分配到4天观测时间。

望远镜的工作情况见图ⅢB3和ⅢB4,举1975年9月到1976年7月为例,由于天气原因每月平均停止观测38.9小时,技术原因停止观测28.5小时。后者包括望远镜故障2.2小时,接收机故障23.8小时,数字系统故障2.5小时,电源未发生故障。从图列的四年情况看望远镜总的技术状态是逐年提高的,由73年度的平均月故障76.6小时减少到76年的28.5小时。其中除了接收机状况基本维持原水平,甚至略有退步外,望远镜系统,数字系统和电源系统的

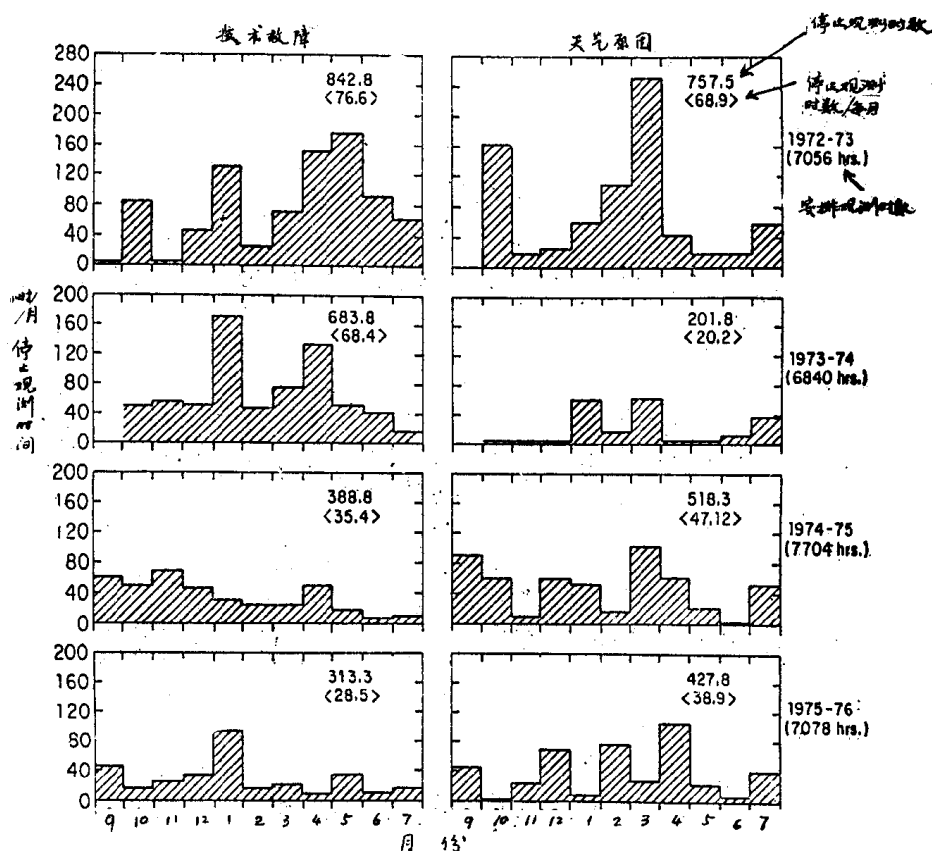
技术状态都有明显提高。



图ⅢB1 11米直径毫米波射电望远镜



图ⅢB2 11米望远镜方块图



图B3 望远镜停止观测时间统计

由于仪器技术上比较复杂,观测者多是不熟悉仪器的外台站人员以及美国天文工作者多未受过电子工程训练(介绍情况者多次提及此点,但我们考察过程中看到不少美国天文工作者对仪器相当熟悉甚至兼作仪器研制工作),他们感到仪器保养是个大问题。由于仪器故障曾经一天二、三次把工程技术人员从56哩外的Tucson城叫上山(驱车1.5小时)。这使他们感到是个经验教训,在直径25米毫米波射电望远镜选台址时把技术人员是否容易到达作为一个重要的考虑因素。

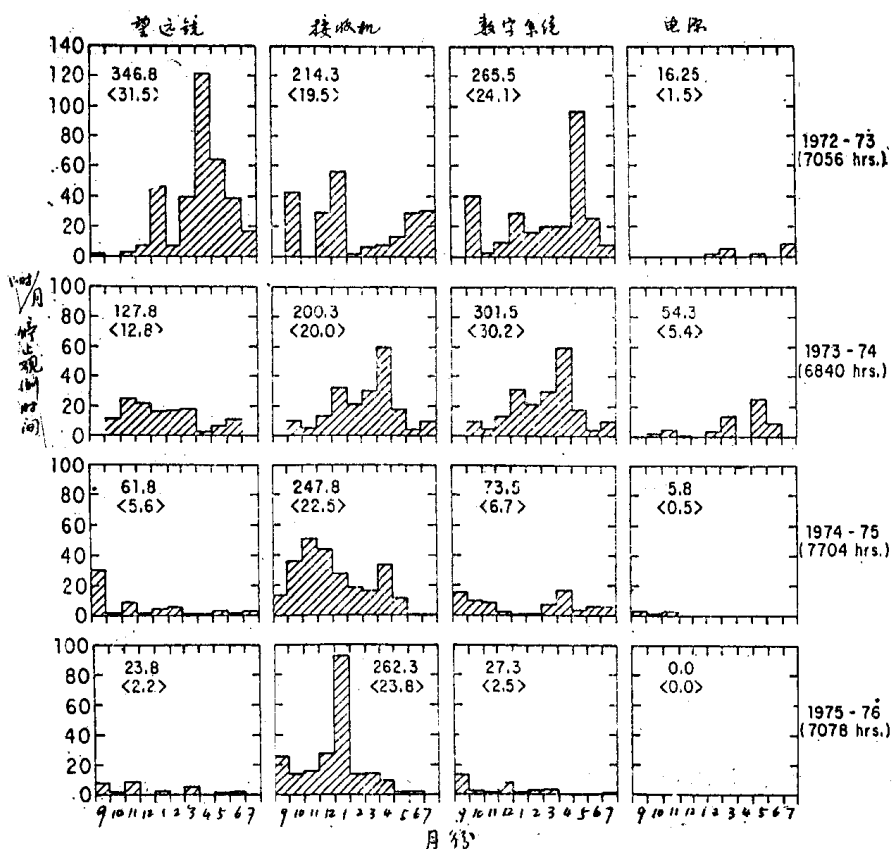
关于望远镜的使用,任何天文工作者和学生都可向国家射电天文台台长提出申请。观测计划3个月以前排好通知到观测者本人。安排上计划后,国家射电天文台提供全部观测所需的仪器设备,并负担大部美国各地的天文工作者来Tucson观测的费用。

由于11米毫米波射电望远镜在美国是最大的毫米波镜子,在国际范围内也有它重要的地位,所以它可算是美国目前最忙的一个镜子了。它是国家射电天文台收到申请报告最多的。1975年只满足了25%的申请者使用。这一年使用该镜子观测的104名天文工作者和16名学生除来自美国各地外还来自澳大利亚、加拿大、法国、英国、日本、苏联和西德,共40多个单位,这一年只留下了9%的时间供国家射电天文台内的人员使用。

### (iii) 望远镜的抛物面天线

11米毫米波射电望远镜的抛物面天线是Rohr公司为国立射电天文台于1967年研制的,多少有点试验的性质。当时也只有这家公司是唯一能加工出这个精度的。

天线的表面面板和背架是全面焊好后,整块铝面用很大的转臂车床一次加工而成的。在几个月的加工过程中,发现加工精度有一个和海潮同步的周期变化,明显是由于工厂位于海



图ⅢB4 望远镜技术故障时间统计

边，加工条件在随海潮变化。后来加工按海潮的周期进行而不按工厂的正常工作时间。

天线投入观测后涂上了微波透明的白漆(在红外还是有发射)，可减少热效应。表面精度测出值是0.14mmrms。

抛物面焦距很长， $F/D=0.8$ ，当时设计时想用于观测红外(长焦距、大视野、成像好)，在主焦工作。望远镜也可用于卡焦工作。重的前端箱放在卡焦。

副面很小，可以摇动，用作波束调制。馈源口有红外灯照射，用于防露。见图ⅢB9。

#### (iv) 伺服系统和指向控制

望远镜用一个小计算机控制指向和观测程序，并进行数据处理。计算机型号PDP11/40 (Digital Equipment Corporation 11/40)。字长16位，内存32K (1K是1024)，只用了28K。有两个磁盘(每个2.5M)和两个磁带机。控制程序都放在磁盘中。

方位和俯仰各有一个20位光学码盘。精度 $1''.25$ 。

望远镜驱动用力矩马达，力矩马达按5哩/小时的风速设计。最大旋转速度 $70^\circ$ /分钟。方位力矩5000呎—磅，(马达直径1.5米)，俯仰力矩3000呎—磅，分两边，每边1500呎—磅。每一个轴有一个马达发电机系统，还有一个备份。

望远镜的位置由预先编制的程序通过计算机控制。

望远镜的自动控制的指向改正包括温差变形改正，重力变形改正和大气折射改正等。温差变形改正这样做，通过实测预先取得天线各部温差和天线焦距变化的相关曲线，储存于计算机中，观测时由置于抛物面上温敏最大处的热敏电阻得到温差数据连同平均环境温度等送入计算机，计算机给出温变讯号，此温变讯号和预先存于计算机的与仰角有关的重力

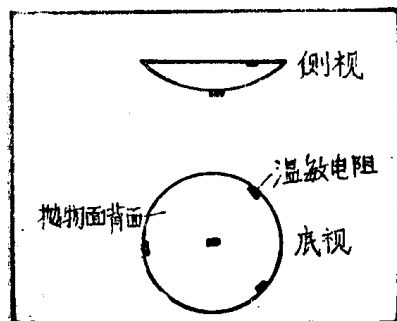


改正讯号，大气折射改正讯号以及机械轴对光轴的偏离讯号一起，和码盘讯号比对（比较误差 $1''$ ），得到的误差讯号控制焦点伺服，改正望远镜指向。11米天线共有热敏电阻15个，经常只用3—4个。贴在抛物面背面，如图ⅢB5。中间一个，边缘2至3个，安放位置一般应由实验决定。

望远镜的绝对指向误差通常是 $7''$ ，跟踪精度在 $1''$ 以内。

望远镜电源有救急系统，电池5KVA。

#### (v) 接收机系统

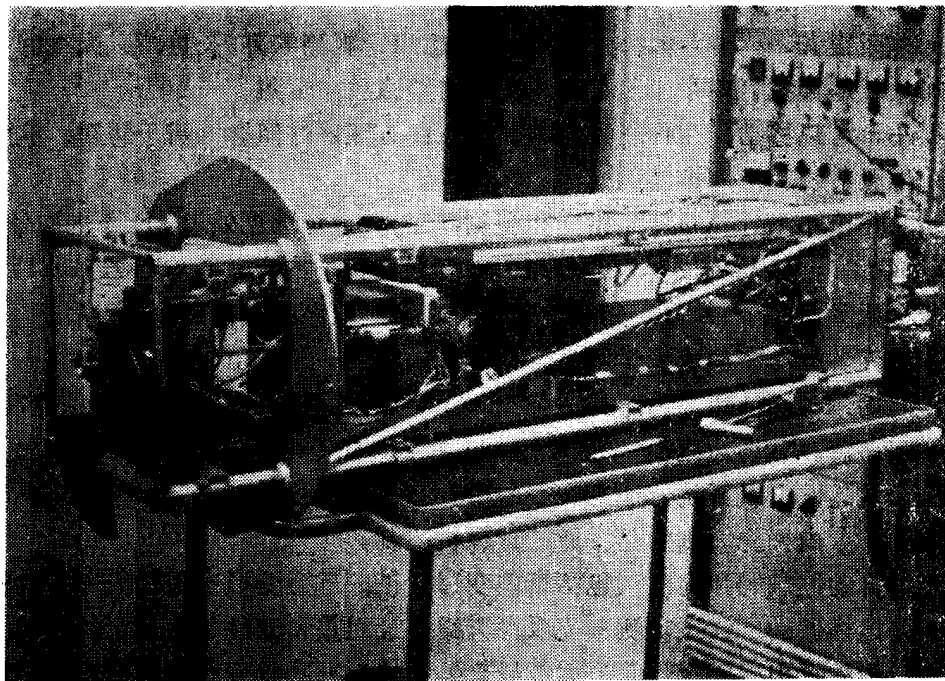


图ⅢB5 热敏电阻位置示意

11米望远镜所用的9台接收机详见表ⅢB2。总的说这些接收机可以分成两类，连续谱工作的和谱线工作的。独立的连续谱接收机有三台，一台是250GHz（1.2mm波长）的，另二台是31.4GHz（9.6mm波长）的。独立的谱线接收机也有三台，它们是22—24（13mm波长）GHz，31—50GHz（8mm波长）和67—85GHz（4mm波长）。剩下的三台是谱线和连续谱相结合的。既可做谱线观测也可做连续谱观测。它们的频段是47.5GHz（6.3mm波长），80—120GHz（3.5mm波长）以及一台两个双频道的接收机，就是两个频段放在同一个前端箱中：80—120GHz（3.5mm波长）和33—50GHz（8mm波长）。

这台望远镜启用初期多是主焦工作，现逐步改为卡焦工作。

在同一时间只能进行一个波段观测。改变波段时需更换前端箱。各波段前端箱作成便于抽插的形式，体积约 $30 \times 30 \times 120\text{cm}$ 。在箱体中前部有用于和天线结构相连的圆盘，盘周有定位孔，可用螺钉与天线固紧。换波段时只需松动螺钉将前端箱抽出。前述九台接收机的最后一台，由80—120GHz工作换到33—50GHz工作（或相反）只需换馈源前透镜和 $\lambda/4$ 片。



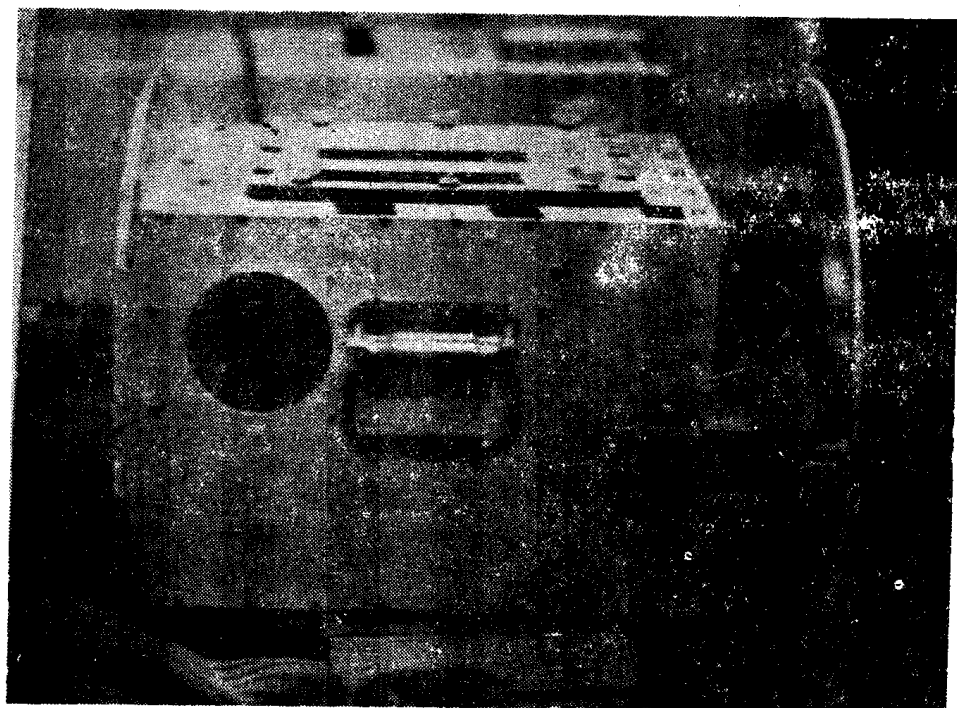
图ⅢB6 31—50GHz(8m.m.)谱线接收机前端箱

表 III B2 11 米 射 电 望 远 镜 的 接 收 系 统

频 率 (GHz)	波 长 (mm)	放 大 器 形 式	系 统 温 度 (K)	3db 带 宽 (MHz)	馈 源 形 式	偏 振	校 准 值 (K)	调 制 系 统	附 注
22—24	13	简并参放	300DSB*	100DSB	喇 叭	线 偏 振	≈60	负载,波束, 频率	稳定了的本振系统,谱 线接收机接
31—50	8	混频器	1500SSB*	100	喇 叭	线偏振	150	缺口轮,频率	谱线接收机
31.4	9.6	混频器	700DSB	400	主焦双喇叭	可选择	13.8	另一波束, 负载	连续谱接收机
31.4	9.6	混频器	600DSB (每一频道)	1,000	卡塞格林双 喇叭	双路线偏振	10	点头副面	连续谱接收机,四频道, 两馈源。每一馈源接收互 相垂直的两个线偏振。比 单频道的信噪比提高了3 倍,比主焦接收机提高了 5.5倍(减少积分时间29 倍)(76年9月)
47.5	6.3	简并参放	150DSB	200	喇 叭	线偏振	10	波束, 负载	谱线或连续谱接收。两 个频道接收互相垂直的线 偏振。一个频道以150 MHz的中频带宽可由 46.4调到47.38GHz,另 一频道则以75MHz带宽 可由45.3调到47.2GHz
67—85	4	混频器	2500SSB	100	波束开关	线偏振	30	波束, 频率	为谱线工作有稳定的本 振,要求在67—85GHz范 围可调

\*DSB 双边频, \*SSB单边频

频率 (GHz)	波长 (mm)	放大器 形式	系统温度 (K)	3db 带宽 (MHz)	馈源形式	偏振	校准值 (K)	调制系统	附注
80—120	3.5	致冷混频器	500SSB/每 频道	500	卡塞格林 喇叭和透镜	双路线偏振	<10	点头剖面 (范围7') 频率	谱线或连续谱接收。两个 频道接收互相垂直的线 偏振。一个频道的第二本 偏振可改变频率，使之与另 对频道相差500MHz。为 谱线工作校准用A、B、 T、L 镜频抑制滤波器
80—120 33—50	3.5 8	致冷混频器	500SSB/ 每频道， 200DSB	500	卡塞格林 喇叭和透镜	双路线偏振	<10	点头剖面， 频率	在同一微波箱中放两个 双频道混频接收机。谱线 或连续谱接收。每个接收 机的两个频道是互相垂直 的线偏振。一个频道的本 振频率可变到与另一频道 相差500MHz。从80— 120GHz工作转到33— 50GHz工作需3小时，反 之亦然。33—50GHz接收 机将使用镜频抑制混频 器，80—120GHz接收机 将使用镜频抑制滤波器对 谱线工作。1976年9月启 用
250	1.2	致冷 “3-Part” 测辐射热计	30,000	100,000 受滤波器和 大气限制	光学的单 或双波束	非偏振	特殊方法	另一波束， 负载	钨-铂测辐射热计，在 气候干燥情况下，1小时 可达灵敏度约4 f. u. RMS, NEP $2 \times 10^{-13}$



图ⅢB7 11米望远镜的“点头”副面



图ⅢB.8：旋转缺口吸收轮调制

实际上 $\lambda/4$ 片支架和馈源前透镜与前端箱前盖相连，换波段时只需换去此盖即可。

接收机正在进行更新，大部由望远镜启用初期的主焦接收机（只有一个频道）改成卡焦接收机（有二个频道）。老的接收机多半用直接接在馈源上的室温混频器，更新的微波箱都是致冷的（15K）。

调制系统有几种：

①波束调制：（也称望远镜的位置调制），主焦工作的配两喇叭馈源（加一个开关），卡焦工作的用“点头”副面，见图ⅢB7，副面“点头”用磁铁一线圈结构实现。

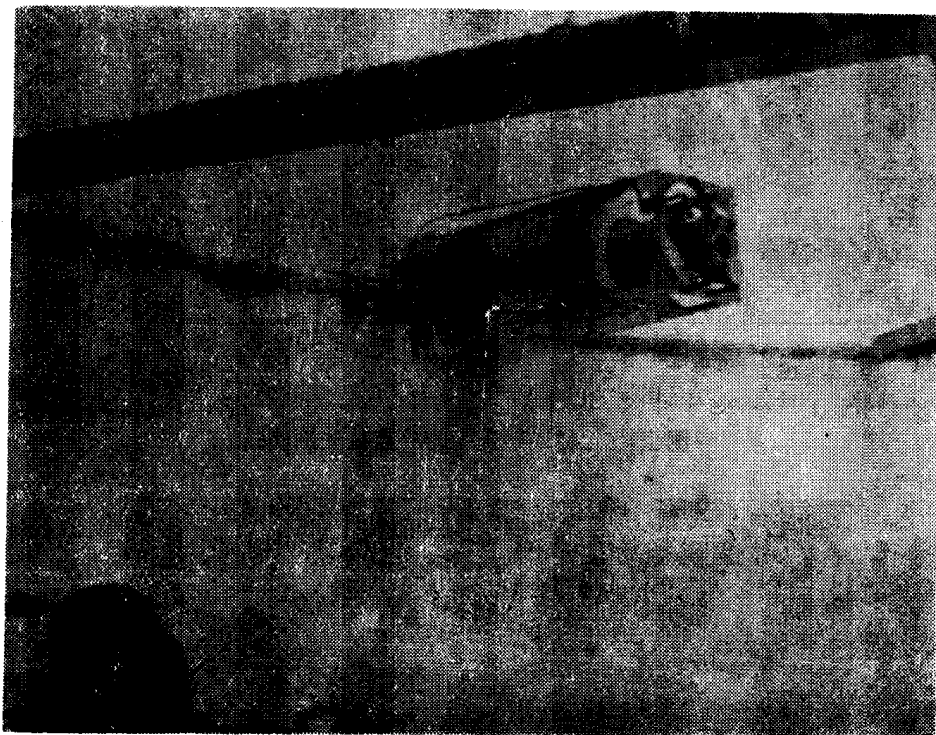
②负载调制：用馈源前面旋转的缺口吸收轮(图ⅢB.8)或吸收园片(图ⅢB9)进行调制。

③频率调制：令接收机的本机振荡器按一定周期改变其频率来完成调制。这种方式用于谱线接收（见图ⅢB19）。

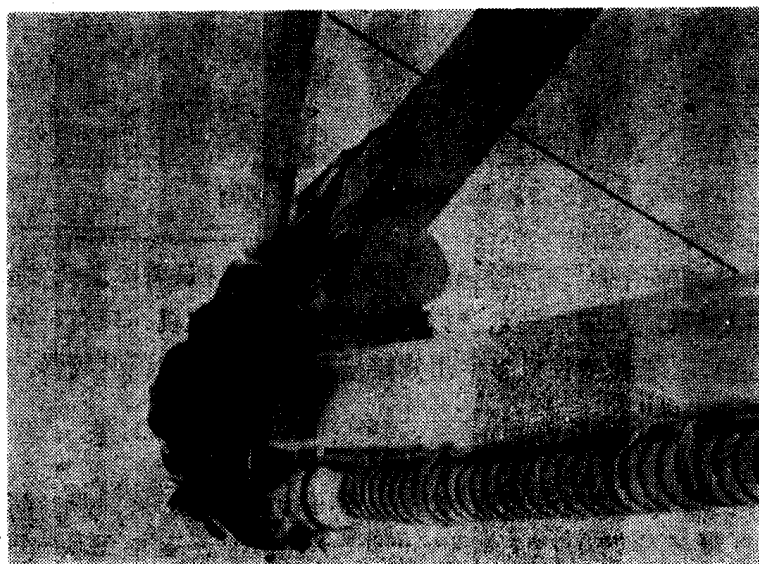
#### 1. 连续谱接收机

连续谱接收机通常使用方波同步检波器。输出每100ms转变成14位正号数字。

调制频率： $\lambda 9\text{m.m.}$  主焦接收机为 50Hz， $\lambda 1\text{m.m}$  接收机为 20Hz，所有其它接收机为 5 Hz。



图ⅢB9 旋转吸收园片调制，右下角园片为吸收园片，左上角与黑线相连的圆锥体有红外防雾灯



图ⅢB10 剖面中心的噪音管校准源

校准系统：9m.m.主焦接收机通过一个耦合的噪音管校准，卡焦接收机用以5Hz 调制的副面中心的噪音管校准。见围 III B10。校准源即一发射器，用了一个开关使发射方波。但要注意噪音管是线偏振的，任何副面的旋转将引起校准值的改变。 $\lambda 1m.m$ 接收机无校准系统。

$\lambda 9mm$ 卡塞格林接收机：有两个馈源系统（两个喇叭），每个系统具有两个互相垂直的偏振频道，每一路偏振都接一个辐射计。副面开关安排使得两个馈源交替对着源。副面摆动频率是 5Hz。四路辐射计其中两种偏振讯号分别相加，各进同步拾波器，这样灵敏度提高了  $\sqrt{2}$  倍。每一路噪音温度  $< 550 K$ ，中频频宽 1 GHz。增益稳定度 1 %/小时，增益变化频

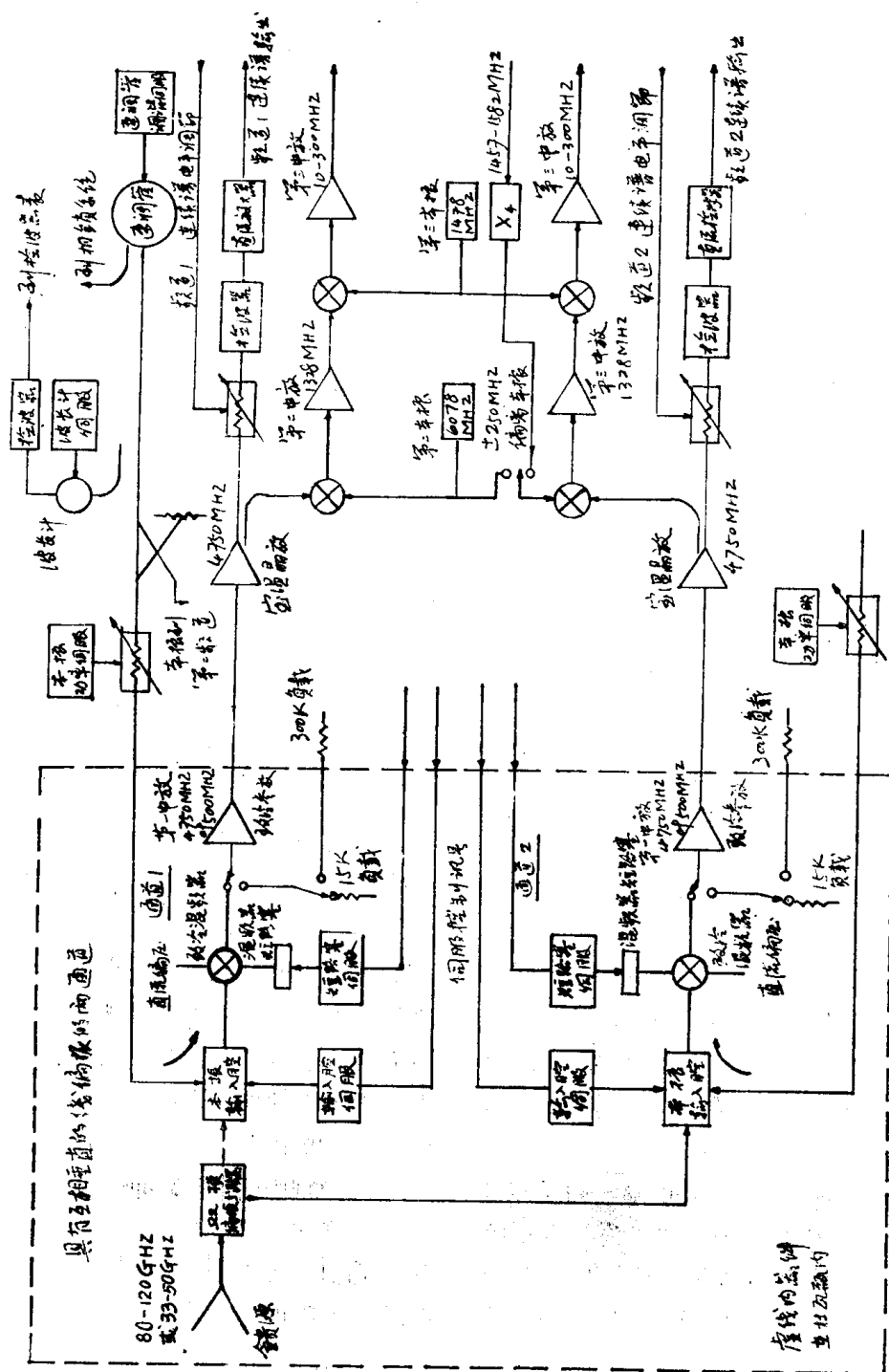


图 III B11 80—120GHz和33—50GHz致冷混频器卡塞格林接收机方块图

## 2. 谱线接收系统:

图 III B12 80—120GHz和33—50GHz谱线系统方块图

整个谱线接收系统包括一个杜瓦瓶〔内置本振输入腔，两路致冷混频器，第一中放（三级冷参）〕，两路一级晶放和第二、第三次混频，可供选用的二个各 256 路的中频滤波器组，512 路资料处理系统以及计算机。当然还要包括本振系统。每一个接收机的两个频道对应于互相垂直的两路偏振。

33—50GHz和80—120GHz前端箱见图ⅢB13—16,它是用不锈钢制作的,也就是一个杜瓦瓶。园盘A内致冷到15°K,每秒带走热量5W,置参量放大器。而除A盘外的瓶内各处(即整个杜瓦瓶内)70°K,每秒带走热量10W。

为了减少喇叭尺寸，用了一个有透镜（Teflon 罗纹罩）校正的馈源来照明副面。见图Ⅲ B17—18。照明方向图在副面的边缘是  $-10\text{db}$ ，副面张角  $4.2^\circ$ 。用铜丝网塑料  $\lambda/4$  片分开两个互相垂直的线偏振分量。后者被馈入两个致冷的单端肖特基砷化镓势垒混频器。本振通过一个可调谐的输入腔馈入混频器。本振输入腔用于减少讯号频率上的噪音，并有一个伺服系统与之相连，可供调谐。中放是三级致冷的参量放大器（噪音温度  $15^\circ\text{K}$ ），总增益  $30\text{db}$ ，带宽  $600\text{MHz}$ ，中心频率  $4750\text{MHz}$ 。为了测量致冷参放的频响和噪声温度，在杜瓦瓶内放了冷终端（ $15^\circ\text{K}$ ）和用同轴电缆开关与热负载（ $300^\circ\text{K}$ ）相连。

中频 (IF) 讯号然后由杜瓦瓶外的室温晶体管放大器进一步放大。在这一点 IF 讯号的一部分被耦合出去, 经过检波作为接收机的连续输出。为了获得最大的稳定度, 连续检波器是温度控制的, 输入检波器的输入功率水平可从控制室调节。

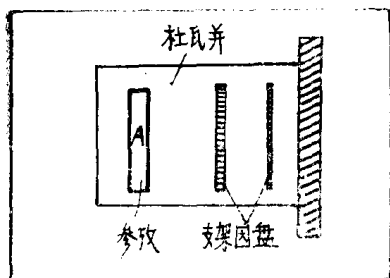


图 III B13 80—120GHz和33—50 GHz前端箱侧视示意图

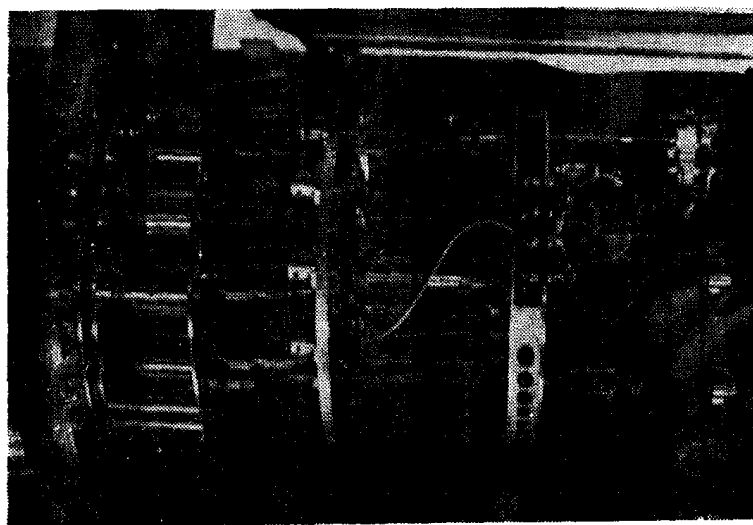


图 III B14 80—120GHz和33—50GHz前端箱侧视图



图 III B15 80—120GHz和33—50GHz前端箱整体点下圆筒为杜瓦瓶盖

然后 IF 讯号进行第二次混频。在第一频道，本振是一个在 6078 MHz 的晶体控制振荡器，而在第二频道，本振可以选，仍是 6078 MHz 振荡器，或是一个偏离振荡器，它允许第二频道偏离第一频道  $\pm 250$  MHz。

变频后所得 1328 MHz 与 1478 MHz 振荡器进行第三次混频，得到中心频率为 150 MHz 频带为 10—300 MHz 的中频讯号。然后这种讯号通过中频分布系统分布到滤波器组中去。

谱线接收机有 4 个滤波组。谱线观测时有两个频道，要同时使用两个滤波器组。每个滤波器组有 256 路。四个滤波器组的每一路的带宽分别为 1 MHz，500 KHz，250 KHz，100 KHz。任何一路都可由开关网络挑出来使用。后面的资料收集系统—积分器/多路分路器有 512 路。

计算机每 100 ms 取样一次，在这 100 ms 中，512 个积分器分别积分 92 ms，剩下的 8 ms 用于计算机将 512 个频道的资料依次变为 14 位二进制字码，即  $512 \times 4$  位数存入存储器中去。在望远镜对准源 30 秒后，计算机给出一个均匀数，然后控制望远镜对准参考源，30 秒后又给出一个平均数，二者相减，即可知是否有源存在。



有一个反馈校准系统，用于校零。

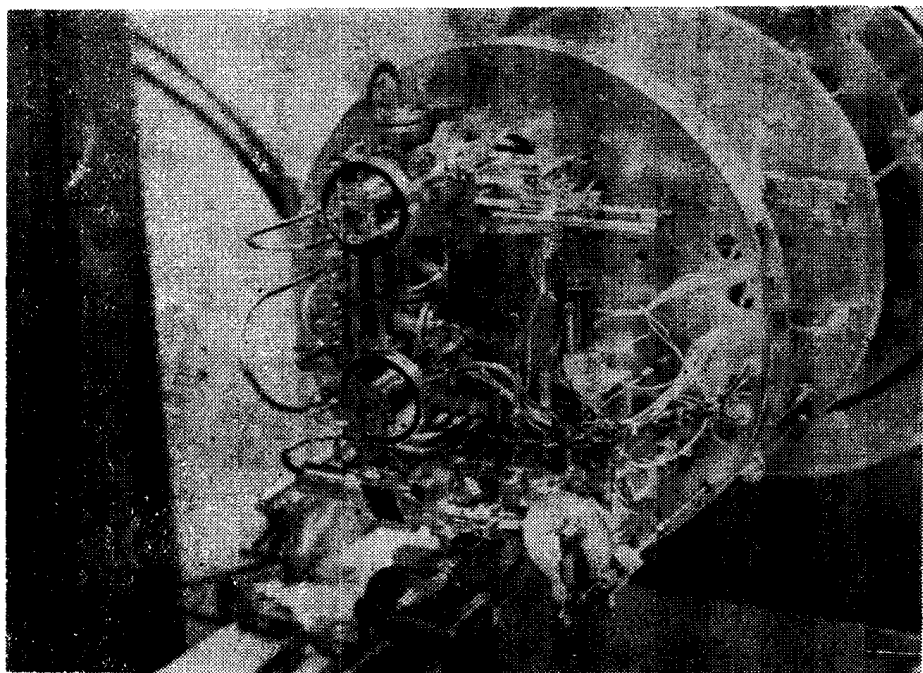


图 III B16 80—120GHz和33—50GHz前端箱入口

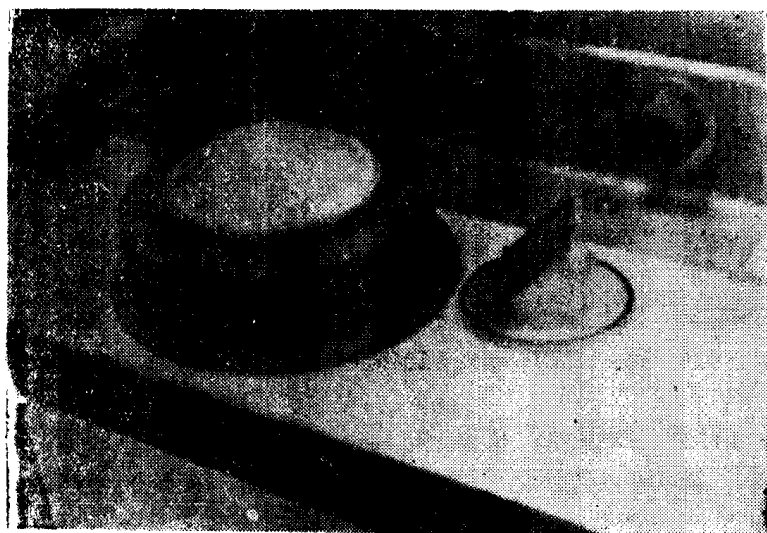


图 III B18 馈源前透镜和 $\lambda/4$ 片

滤波器组要求稳定，这部分放在机架后的小屋子里，温度控制在 $\pm 0.5^\circ\text{C}$ 。

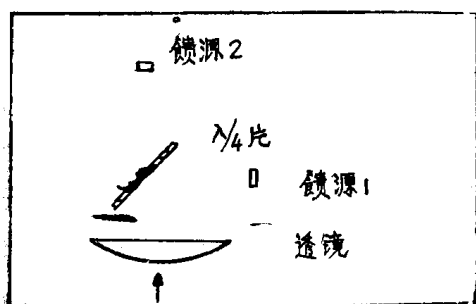
从滤波器组输出到积分器/多路分路器需用256路的接插头。时而接上，时而断开，加上带宽交换问题，很是难办。在美国就找不到适用的稳定的接头。后来解决的办法是设计了一个“交换器”（单是接线用了2KM），这样只要用交换开关并由计算机控制。

终端示波器一次可显示一个滤波器组（256路）的工作结果。

### 3. 本振系统：

本振系统的方块图见图 III B19。本报系统用于把接收机的本机振荡器（反射速调管）锁到一个精确确定的频率上去。这对作谱线工作是必不可少的。

使用的一个主要的频率标准是一个低频的 5MHz 晶体（石英）振荡器。通过一个倍频回路把它倍到  $f_1 = 2\text{GHz}$ ，然后送入前端箱。令 2GHz 讯号的  $n$  次谐波和本振频率混频产生一个锁宽的中频讯号  $f_2$  ( $f_{\text{混}} = nf_1 \pm f_2$ )，这就是额定的 400MHz 讯号。用检测这个频率和作为参考用的回路偏离频率之间的相位来实现速调管的锁相。Ⅲ B19 图上部的环路就是本振伺服环路。而回路偏离频率是由在控制室中的调谐讯号发生器产生的。它可在 300—500MHz 间调谐。



图ⅢB17 馈源前透镜和  $\lambda/4$  片安置示意图

可以看到当速调管的频率  $F_{\text{速}}$  和 2GHz 源  $f_1$  的第  $n$  次谐波相差一个回路偏离频率  $f_2$  时回路就被锁定。因此有两个锁定点，对应  $nf_1 \pm f_2$ ，一个频率比速调管高，一个比它低。

频率调制由两个称为“讯号振荡器”和“比较振荡器”之间的速率为 5Hz 的开关来实现。

频率调制由两个称为“讯号振荡器”和“比较振荡器”之间的速率为 5Hz 的开关来实现。

本振系统最大问题是如何控制速调管频率。速调管在高压工作寿命很短，工作在 115GHz 的速调管 (20mw) 价格 10,000 美元只有 50 小时寿命。（当然水冷和加散热片可以延长一些使用时间。）而且它的噪音很大。将来想不用速调管，用固体振荡器。

速调管反射极电压 5000V 以上，锁相时控制频率比较困难，现在采用红外控制。将速调管与锁相网络的耦合通过一个器件来实现。后者一端有一个发射红外光的二极管，另一端则是对红外光很灵敏的 PIN 二极管。这样它可以靠红外光来耦合，同时又可以绝缘高压（据说可达 50000V 以上）。频响可达 5MHz 以上。这种器件只要 100 元一个，寿命很长。

另外，在观测中，多普勒红移在变，计算机要算出每个时刻多普勒红移效应的改正值，加到 2GHz 讯号中去。

(vi) 11 米望远镜的观测：

这个望远镜可进行连续谱观测和谱线观测。在两种情况均做大气衰减改正。观测前并需做 30 秒接收机校准。

#### 1. 连续谱观测：

为取得资料需使用一个模数转换器。有两种观测程序：

1) 连续谱观测程序：包括对着源和离开源进行扫描和积分。对于波束调制接收机，对着源和离开源各以两个波束工作。每次扫描通常在 10—30 秒的积分时间中进行 21 次取样。计算得到一个平均温度和它的误差，并记录下来。观测者还可以在源和源的周围东、西、南和北相距一个天线半功率点宽度进行一系列“五扫描”。

2) 作图程序：观测者可作以源为中心的“栅式”扫描。扫描可以做一维的，也可做二维的。也可以按在赤经—赤纬坐标中任何要求的角度，或平行，或垂直于横坐标作扫描。作图一般用于展源。也可以要求机器做两纸轮廓图，或透视图。

#### 2. 谱线观测：

为取得资料需利用滤波器组和 512 路多路分路器。

观测者可在 Tektronix 终端进行资料分析。可以把结果放在屏上显示出来。一个滤波器组一次显示。也可对资料做高斯拟合，平滑函数等。显示的任何图像、数、表可通过图片复制器立即在纸上复制，送出存留。



这里举一个观测谱线的例子。观测对象是M17SW, 对HCN谱线进行观测。

观测准备:

- 1) 选250KHz滤波器组。
- 2) 调节锁相系统, 寻找所需频率。
- 3) 只用一个接收机观测一路偏振。

观测开始:

1) 在一个频带上做30秒钟的接收机校准(用馈源前的遮挡片进行), 自动校好后仪器响铃, 示波器显示一条256个点标准曲线(图ⅢB20), 用以改正平方律检波器的误差。图上的一条直线表示一个通道坏了。图ⅢB21是放大纵标, 缩小横标的同一条校准曲线。

2) 进行HCN谱线观测。将观测参数和要求用电传打字机打出(图ⅢB22), 屏幕立即显示并可复制输出(见图表ⅢB23), 打错的可以改正。望远镜在计算机控制下当即开始观测。

观测结果:

待所要求的积分时间结束, 屏幕立即显示出观测结果: 源的HCN谱线的频率(表为多谱勒视向速度差)和温度的关系(图ⅢB24)。按需要可将曲线任意放大或缩小, 做曲线平滑(图ⅢB25)或高斯拟合(图ⅢB26)等。这实际是256点的一维扫描。

(vii) 复罩:

为了屏蔽风和太阳直接照射, 减少风载和热效应的影响, 望远镜放在对微波透明的圆顶内。圆顶有一个大窗。当风大和观测对象靠近太阳时就关窗(但是由于窗口骨架遮挡多, 目前观测只能通过圆顶壁进行)。一般观测则开窗进行。

圆顶蒙皮材料是Cooley fabric。白色, 4层(有样品、存紫金山天文台), 强度大。内有一薄的碳层, 可吸收紫外和红外, 外白色薄层也是防紫外照射, 均用于延长蒙皮寿命。外层较滑, 不易沾水, 原是造房子的材料。预计寿命5年, 但至今未换过。窗口处材料类似于这种。

圆顶损失在85GHz是3db。主要来自几何遮挡和尚不清楚的相移。材料吸收仅3%。

圆顶旋转速度是100°/分钟。有随动机构, 用红外接收器控制(图ⅢB27)使跟踪望远镜转动。外敏感元件装在圆顶内壁上对准抛物面口面的方向。

圆顶内有一液压吊车(图ⅢB28), 用于修理天线和前端箱部分。

(viii) 11米毫米波射电望远镜存在的问题及改进措施

1 圆顶:

1) 骨架: 由于圆顶窗上的筋条比圆顶本体还多, 遮挡太大(见图ⅢB1), 吸收太多, 现在观测时不对准窗口而是对准窗口以外的圆顶本体部位。但圆顶本体的骨架是辐射状筋条加几根横条, 不是无规结构, 波束调制时产生差异。改进意见是: 准备用一个没有钢架的整个一块蒙皮代替现在的窗簾。预计损失可下降到15%。

2) 蒙皮: 目前的蒙皮认为不理想, 考虑换用新的蒙皮。

2 抛物面天线:

1) 背架: 抛物面的面板是铝, 背架是钢, 由热效应产生的不同膨胀引起扭曲, 影响精度考虑改进背架来减少影响。准备把钢架改成铝架, 由于铝强度低, 用增加构件来增加强度。

2) 卡式副面的支撑架: 考虑换用其截面形状参考空气动力学要求的三角支撑架, 以减少风载形变, 使其焦点稳定。

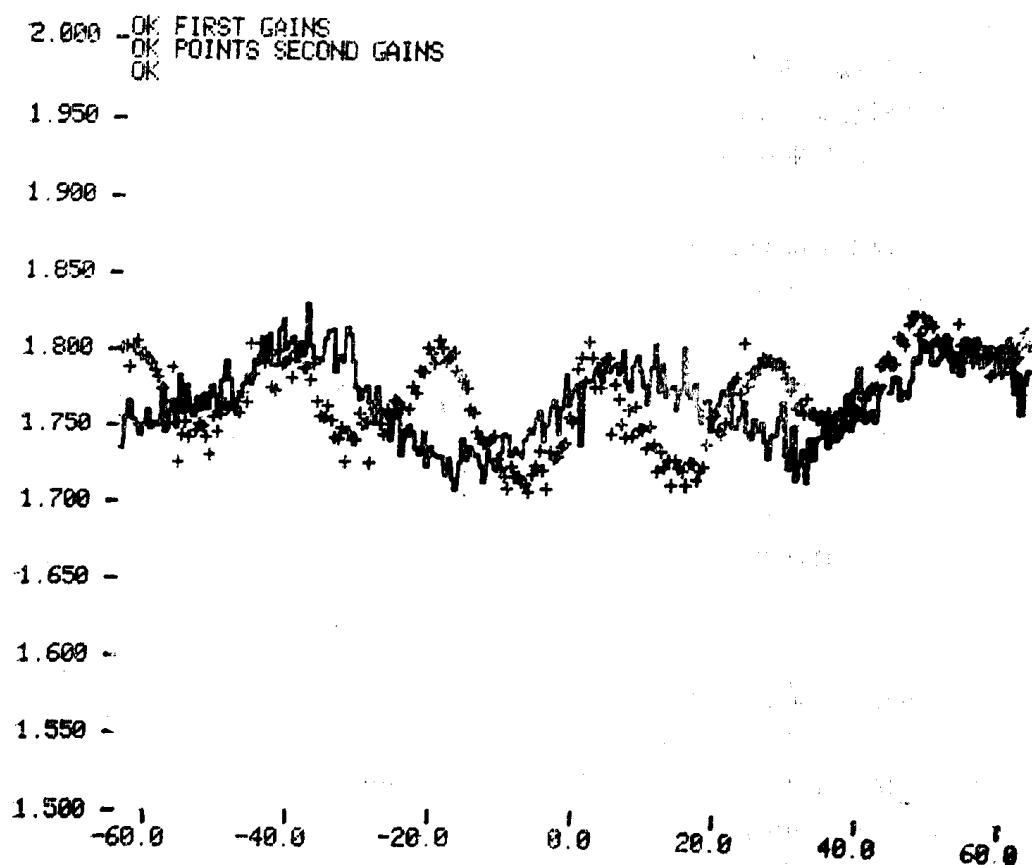


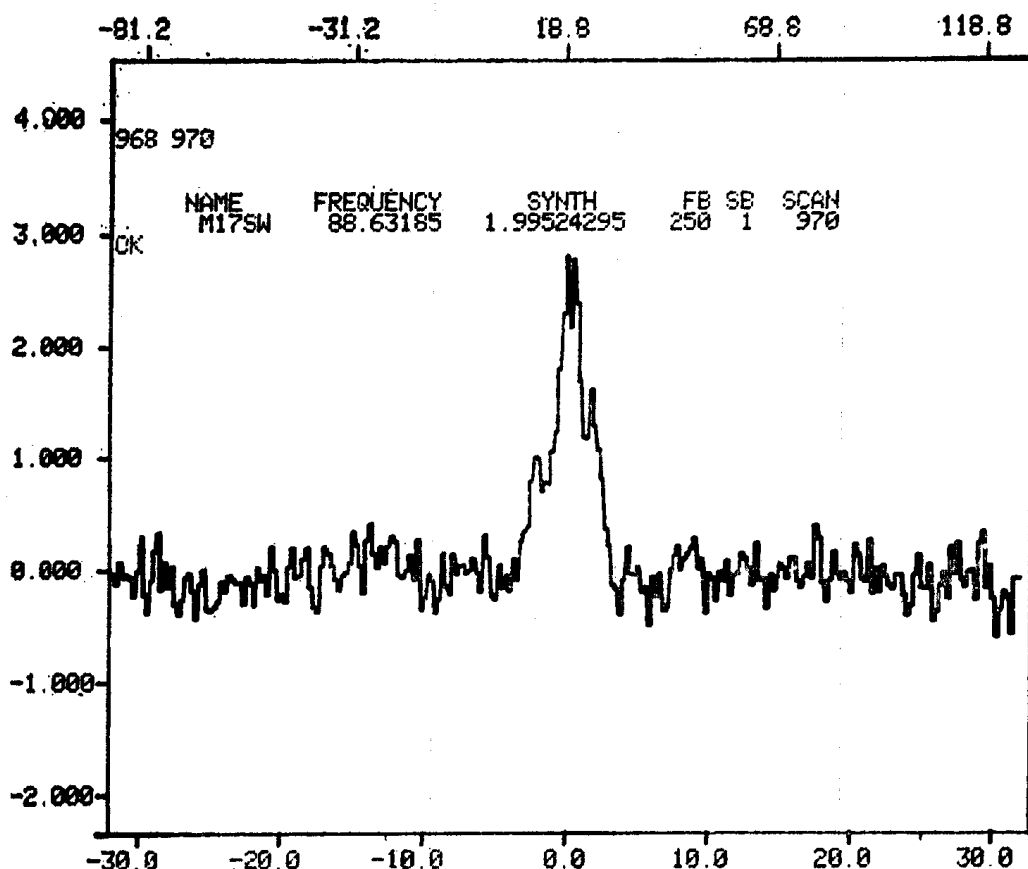
图 III B 21 接收机校准曲线 { 纵标放大  
横标缩小



图 III B 22 终端电传打字机

图表 III B23 观测参数和要求

SCAN	SOURCE	HORIZON	LST	UTC	DUTI	1976	OBS	OPR
扫描数目	源名	可观测时间	地方恒星时	世界时	对世界时的改正时	28 NOV	观测者	操作者
968	M17SW	6:28	15:22:48	18:18:11	-234	日期	TK	WS
R.A 赤经								
CURRENT	现在坐标	18:18:58.9	-16:14:03	COMMAND	指向指令	133:17	25:54	
1950.0	历元坐标	18:17:26.5	-16:14:54	ACTUAL	实际指向	133:19:13	25:55:55	
OFFSET	偏离	0:00.0	0:00	ERROR	误差	-0:00:02	0:00:00	
GALACTIC	银道坐标	14.9961	-0.6741	OFFSET	偏离	60:15	-0:04	
DECLINATION 赤纬								
AZIMUTH 方位								
ELEVATION 俯仰								
TS	TC	ATTN	ATM	MODE	T(AMB)	RCUR	FO	POLZ
系统温度	标准温度	大气光深		观测形式	环境温度	接收机编号	焦距改正	偏振接收机
1769	394.0	0.000	2.28	一半时间对源, 一半时间对天空	-2.84	15	20.0	0:00
PS:								
SP								
BW	CHANNEL	FILTERS	UEL	T(ANT)	FREQUENCY	U(LSR)	IF/S	SB
带宽	频道	滤波器	源的视向速度	天线温度连续区	中心频率	望远镜的相对速度	中频	边瓣上或下
F <sub>1</sub>	滤波器组号	250	0-255	288	18.8	0.200	88.63185	-0.28
F <sub>2</sub>	滤波器组号	500	256-511				1.99524234	4750
ERR								
允许指向误差	自动调焦	FOCUS	SP(U)	TP(U)	SCANS	SAMPLES	SEC	TIME
INPUT	控制数值	0:10			扫描	取样		积分时间
ACTUAL	实际数值	0:00	18.5	0.00	2	20	30.0	20:00
				1.6708			12.2	



图B 24 HCN谱线的频率-温度曲线

3) 面板: 近几年由于种种原因好多人在面板上走过。为了解面板精度状况, 研究进一步改进面板的可能性, 于1974年7月, 10月和1975年3月对该天线进行了表面精度的测量<sup>[5]</sup>。测量结果由计算机直接给出表面的轮廓图。该图的等值线间距0.1mm。结果是  $rms = 0.35mm$ 。从图上可清楚看出抛物面边缘上沿着背架筋条方向的部分区域受到了损害。据介绍这是几年前支架掉到面上砸坏的。做过一些改进试验, 例如在第一次测量后于1974年夏天用厚薄不同的铝箔(最薄的0.1mm), 贴到抛物面上凹陷的部位。当时他们预期天线效率可上升20%, 但实验失败了, 实际上天线效率下降25%。分析失败原因有三: (一) 可能测量的图有错误, (二) 测量的起始点不易对准(见后), (三) 测量过程中温度相差 $10^{\circ}C$ , 铝面又是放在铁架上, 可能温度效应有很大影响。重复测量和贴铝箔的试验还在进行。他们认为方法原理是好的, 实验操作和条件尚待改进。

长远来说, 打算今后加州理工学院试制的10米直径毫米波天线(见后)成功后, 买一个面把原有的11米直径的面换下来。

### 3 力矩马达:

国家射电天文台Tucson 部负责人Gordon 介绍说, 所有的射电望远镜, 只有这一台采用了力矩马达。效果不好。首先, 如果发生故障, 很难修理。(他开玩笑说每天都要祈祷上帝怕它坏!) 曾经出过事故: 加速度时突然卡住了, 不能运转。他们分析原因, 认为是力矩突然增加, 转轴太热引起膨胀, 而外边是冷的致使产生卡紧事故。后来在外边加热(即加热轴

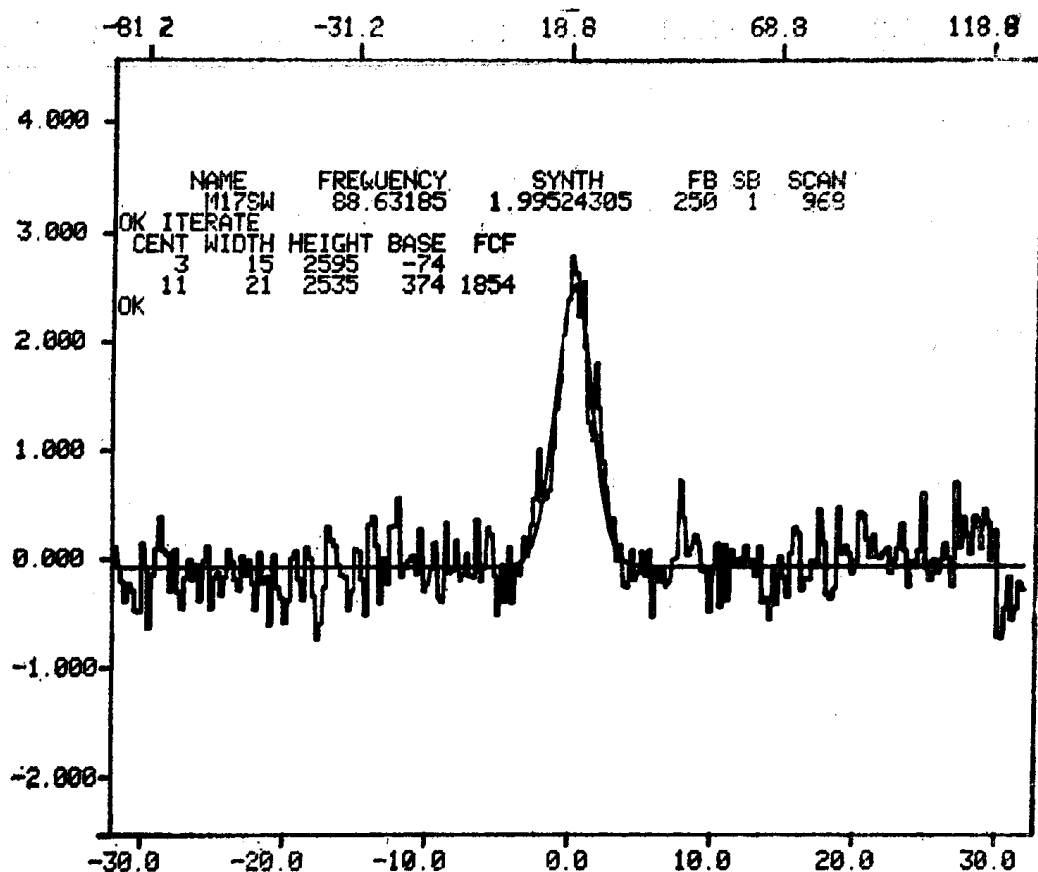


图 III B 25 上图的平滑曲线

套), 使内外温度相同, 自动调节, 才能使用。其次, 整个力矩马达伺服系统比一般伺服系统设计要困难。而且当风荷产生的力矩超过力矩马达力矩时要发生危险, 设计时保险系数若太大, 则马达也就太大, 难做。另外力矩马达比直流马达贵好多倍, 也没有经济价值。设计这个望远镜时采用力矩马达方案是考虑使用它能避免齿轮系统带来的齿隙问题, 能提高望远镜的跟踪精度。当时用力矩马达是能避免齿隙误差的好的方案。后来发展了用两个相反方向转动的直流马达来达到消齿隙的目的, 效果很好。现在都用这个方案, 再不用力矩马达了。西德的100米望远镜也是用这个方案, 精度和它一样。

力矩马达的问题, 没有改进的打算, 只是作为11米望远镜的问题之一引为教训。新设计的25米望远镜就不采用这个方案了。

## 2. 25米直径毫米波射电望远镜

六十年代中期 Von Hoerner 提出天线的异体同形 (也称保形) 结构原理以后, 使得设计用于更短波长的更大口径天线成为可能。

这时在美国和研制11米毫米波镜子几乎同时, 酝酿着的是一台口径甚大的65米直径毫米波射电望远镜。按当时设计要工作到8.5mm波段。但短短几年中射电天文研究向短毫米波段发展, 向亚毫米波段发展的趋势, 使得65米计划在还没有着手实施时已显得不能充分满足学科的需要, 不敷形势发展的需要了。同时由于向更短波段发展所需的器件也有可能解决, 这就



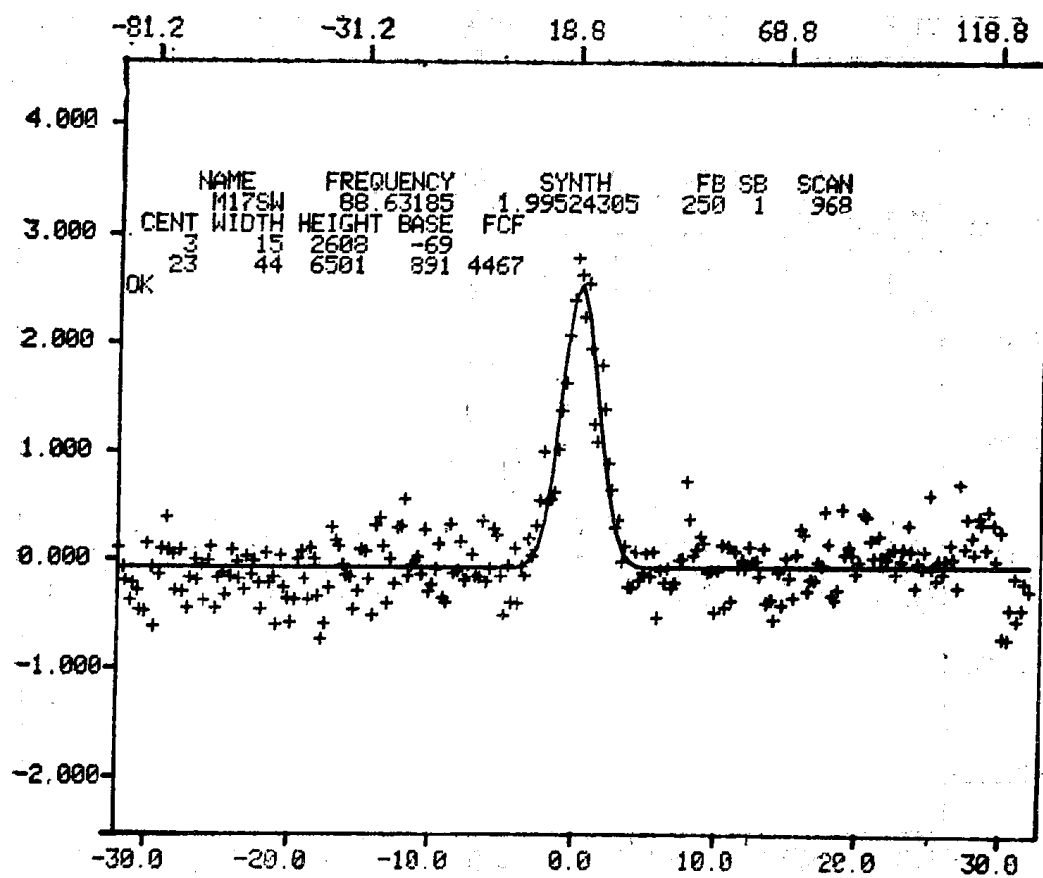


图 III B 26 谱线观测结果的高斯拟合

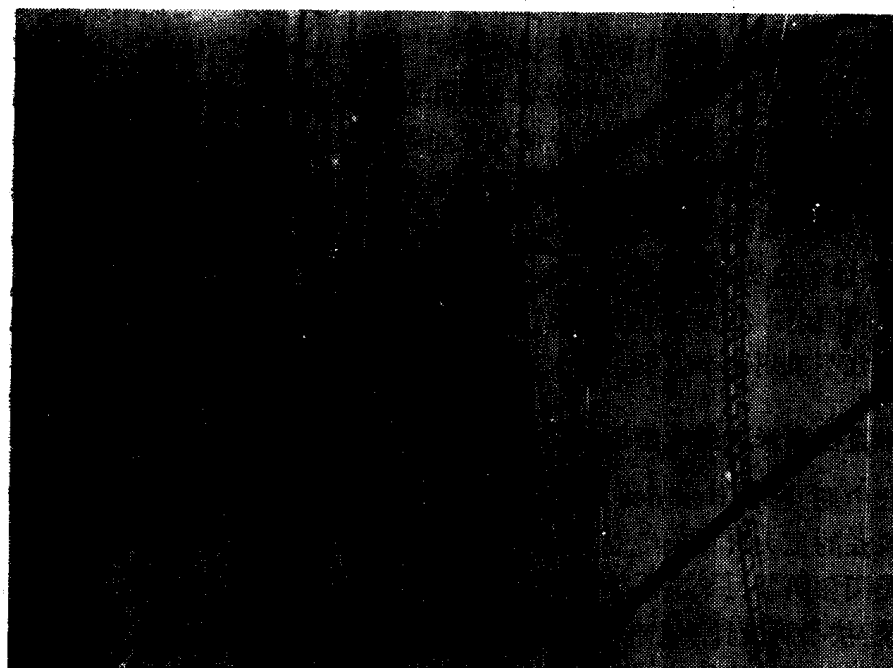


图 III B 27 圆顶随动红外接收器

导致了采取修改65米的计划，把口径减成25米，使最短工作波长由3.5mm提高到1.2mm，甚至0.8mm。这个修改步骤的要害是要工作到更短波长。它的整个论证，包括对圆顶和选址的考虑都是基于这个要求。

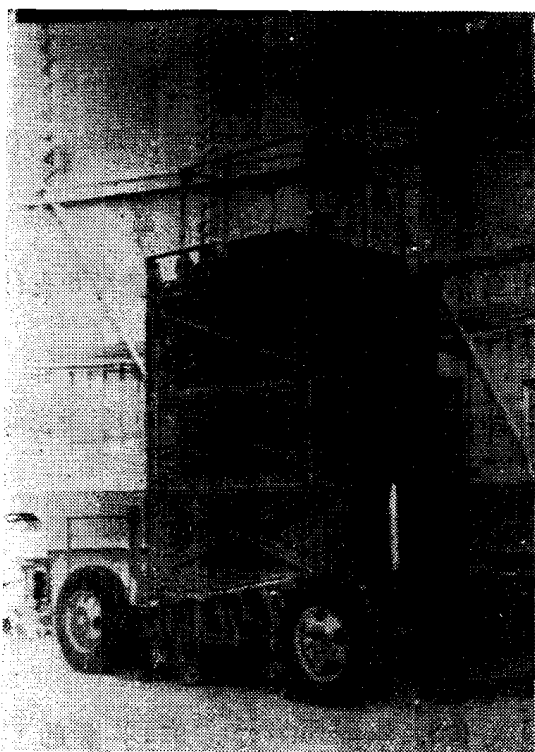


图 III B 28 圆顶内液压吊车

美国人认为这项设备是在技术性能（灵敏度，分辨率，工作波长上都超过现有仪器，并代表着学科需要），和造价上的一个最适当的折衷方案。

25米毫米波射电望远镜的设计工作由国家射电天文台 Tucson 部领导（负责人是 Mark A. Gordon）。在总体设计阶段有一个5—6人的设计班子（接收机的试验不在内），包括科学家1—2人，工程师3—4人。他们分散在国家射电天文台的 Green Bank, Charlottesville 和 Tucson 各部。目前总体设计已经完成。像这样大的项目，不能由国家基金会的常规经费中支付。目前已打报告报请国会批拨专款。一旦经费计划批准，即可开始进行详细的设计和制图。

这台设备的技术关键问题，前几年认为是面板的加工和检测问题，现在认为已经解决。目前尚待解决的是台址的最后定案。总的来说正如他们自己说的更重要的问题是经费问题。

#### (i) 性能、造价和研制时间<sup>[6]</sup>

直径25米的毫米波射电望远镜准备以50%的效率工作在1.2mm波段。降低效率至15%可工作在0.8mm波段。

表 III B 3. 25米望远镜的技术要求和性能

反射器直径	25米		
望远镜装置	方位—俯仰		
俯仰范围	从地平到超过天顶35°		
天空复盖	全天，但在天顶距1°以内不可能跟踪		
rms表面精度	<0.075mm		
跟踪和指向精度	1.2"rms		
旋转速率	方位轴40°/分钟 俯仰轴20°/分钟		
光学	卡塞格林系统：放大率15.8 副面直径：1.40米 主反射面：f/D 0.42 $\lambda = 2\text{mm} \quad 1.2\text{mm} \quad 0.8\text{mm}$		
半功率束宽	21"	12"	8"
口径效率	0.49	0.32	0.15
复罩透射	0.80	0.75	0.70

## 望远镜的造价

望远镜本身	3,000,000美元
圆顶	4,000,000
电子仪器(测试设备)	1,000,000
计算机(三台)	300,000
选址	(估计在2,000,000美元数量级)
20%机动	
总计(按1976年物价估计)	16,000,000美元
以后每年的维持费用为	1,000,000美元
(按1979年物价估计)	18,000,000美元(按每年通货膨胀10%计算)。

研制25米望远镜虽已定局,经费申请也已呈报国会,但因为财力限制,很可能经费支付要在“甚大阵”计划的经费拨付完毕后才能实现。

### 望远镜的研制时间:

估计从投资的第一年开始算研制时间需要3年。即如果1977年开始投资,1980年能完成研制并投入工作。

### (ii) 设计和部分试验

#### (1) 关于望远镜设计的总的考虑:

设计望远镜一般说要求大增益,实际上并不是单纯要求大增益,而是要求大的讯噪比,还要考虑投资。所以设计时的要求应是最小的系统的总噪音,最大的可能的增益和合理的投资,这就是“最小、最大”望远镜的设计思想。<sup>[7]</sup>

25米毫米波射电望远镜的设计是在J. W. Findlay和S. Von Hoerner 1972年做的65米直径毫米波射电望远镜的设计基础上进行的。是65米射电望远镜的按比例缩小的一个方案。缩小的结构分别用异体同形法和结构分析法进行了分析。

Von Hoerner介绍说设计异体同形有两种方法。一是尝试法<sup>[9]</sup>,西德波恩的100米射电望远镜的设计就是用这种方法的一个成功的例子。<sup>[10,11]</sup>二是叠代法<sup>[12]</sup>,美国的65米( $\lambda=3.5\text{mm}$ )和25米( $\lambda=1.2\text{mm}$ )已用此法分析过,波恩新的30米(多半 $\lambda=1.4\text{mm}$ )和日本的45米正在用此法进行分析<sup>[13]</sup>。

25米镜子采用方位一俯仰,轮—轨式结构,(图Ⅲ B 29)。整个天线方位上是在二个圆铁轨上绕一个中心枢轴轴承旋转,抛物面反射体通过二个支撑塔架顶端的水平轴作水平旋转。方位运动靠电机驱动铁轨上的轮子实现,俯仰运动靠电机转动一个小齿轮,由后者驱动与抛物面背架固连的俯仰轮上的一个公齿轮来实现。用计算机伺服控制望远镜旋转、扫描和跟踪。这种轮—轨结构比之叉臂式结构具有更宽展的形式,刚度大且温差变形小。同时由于两个俯仰轴承间有较大的距离使得反射器有可能被支撑在它的重心附近。因而省去了大的平衡重,支撑塔不必要求过大刚度,驱动力矩也可相应减小,同时也避免了驱动系统安置空间过于局限的困难。

反射体结构的所有表面点按“等柔”式原则设计,以减小重力变形(图Ⅲ B 30)。

抛物面可在卡焦工作和主焦工作。

分析考虑了重力,风载引起的应力。

望远镜的风载设计指标是在120哩/小时的单向风吹时无保护也不受破坏。对25米天线没有专门做过风效应研究,但65米天线进行过广泛的研究。因为两个天线设计类似,所以从65



图ⅢB29 25米直径毫米波射电望远镜模型

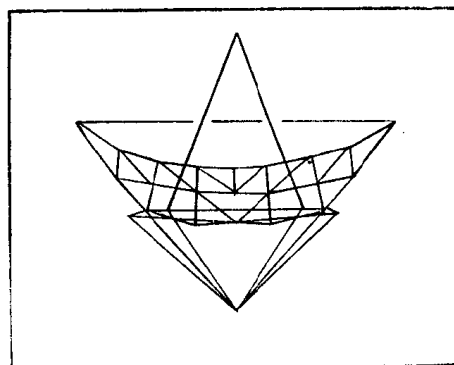
米引起的风变形按比例来推断25米风变形是可能得到一定程度的正确结论的。25米设计用了JPL (Jet propulsion Laboratory) 的风洞实验结果。这个实验是将1/10 的模型放在 30 m/h的单向风的风洞中进行的。实验只包括了望远镜正面受风的情况。即抛物面对着风, 不改变方位, 只改变俯仰。抛物面对着整个天空的平均性能用  $1/3$  因子来表示。由此算出这个风速引起的天线的指向误差是6", 并得出风对天线指向影响当方位 $60^\circ$ 时达到最大, 侧面风吹影响小的结论。望远镜加天文圆顶的风洞实验没有进行过, 风进入圆顶后产生涡流对望远镜的影响没有考虑。

关于位置参考系统<sup>[8]</sup>: 为了确定相对于通常的天文坐标系统的望远镜射束在天空的指向, 在65米设计中曾考虑做一个台子(即位置参考系统), 要求它稳定并和地面没有机械连系, 只有光学连系。但这在望远镜整个结构以及在重力、风载、构件温差等要产生偏离的情况下是很困难的。如果参考位置选在俯仰和方位轴的交点(实际在水平轴的中点), 这种偏离可以安排得不影响仪器的指向精度。

Von Hoerher介绍说65米考虑的这个系统最好是在上述交点上安放一个黑箱, 内置陀螺仪。但目前没有足够精确的陀螺仪, 将来有了时可考虑用在25米上。

望远镜的支撑塔架, 反射器背架, 面板框架, 表面面板和馈源支架等都已完成了分析和设计。

## (2) 背架结构:



图ⅢB30 天线的等柔结构

整个背架结构支撑在两个府仰轴承上。它包括府仰驱动轴和馈源支架。为支持反射体面板它提供60个异体同形点。整个结构由174个点联结的849个构件组成。辐射状依次排列的60异体同形点由支持表面面板的框架结构依次跨接。

背架结构是异体同形的。当府仰角变化时160个异体同形点经常保持在一个非常近 似于抛物面的面上。这些抛物面的焦距随着府仰轴的高度变化,它们的对称轴的方向对由府仰轴位置编码盘决定的方向的偏离也变化。观测时按重力引起的焦距的变化用计算机控制进行焦点伺服,即调整副面或主焦馈源的位置以取得重力引起的指向误差的校正。

异体同形反射器要求结构设计用一种特殊的结点。就是在任何结点上使大多数结构件不处于共同平面上。现采用了球面结点结构。各构件均焊在园球状结点上。

背架结构用管材。管材壁厚至少3 mm。想个背架结构重量估计30吨。

对异体同形设计,管材长度允许公差(即结点位置允许误差)是6 mm,管材截面允许公差3 %。

### (3) 框架结构:

框架跨接60个反射器的异体同形点并且支承表面面板。框架结构本身也是异体同形的。60个异体同形点的辐射状对称安排意味着框架结构只要求4种不同的设计。共44件。

框架结构组件用管材,表面上的一层构件用矩形截面型材。调节表面面板的调节螺丝即安装在矩形型材上。每一块表面面板的四个角上均有调节螺丝。所有的结构按一定的角度焊接。

### (4) 表面面板:

抛物面表面面积543米<sup>2</sup>。抛物面由排列成8圈的528块铝板制成。面上各块面板之间的缝隙占整个面积的0.2%。

目前设计的面板尺寸是:

A: 551—1068mm

B: 295—732mm

C: 1515mm

#### a. 面板精度分配:

制造公差	0.040mm
检测误差	0.040mm
调整误差	0.015mm
重力变形	0.012mm
风载变形 (30km/h)	0.016mm
总的误差	0.075mm

#### b. 面板加工:

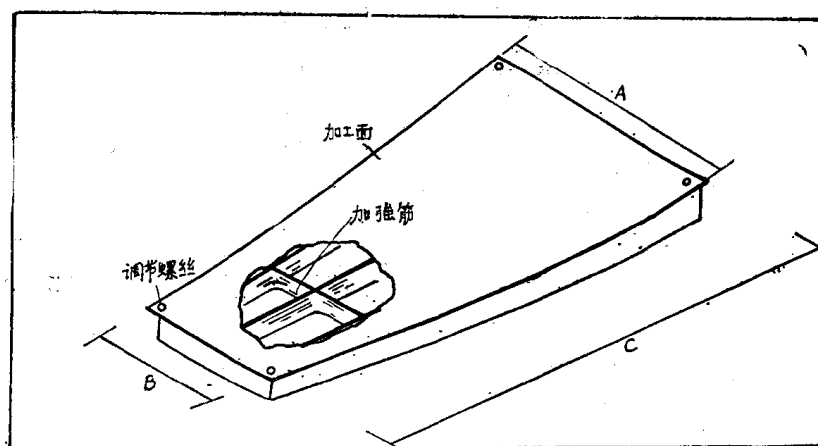
虽然数控铣床可达到0.013mm的加工精度,但全美国没有一家工厂肯接受公差要求0.040mm的面板加工,所以过去研制毫米波镜子主要困难在面板加工上。现在认为已经解决了。

目前已试制出两种类型的面板:

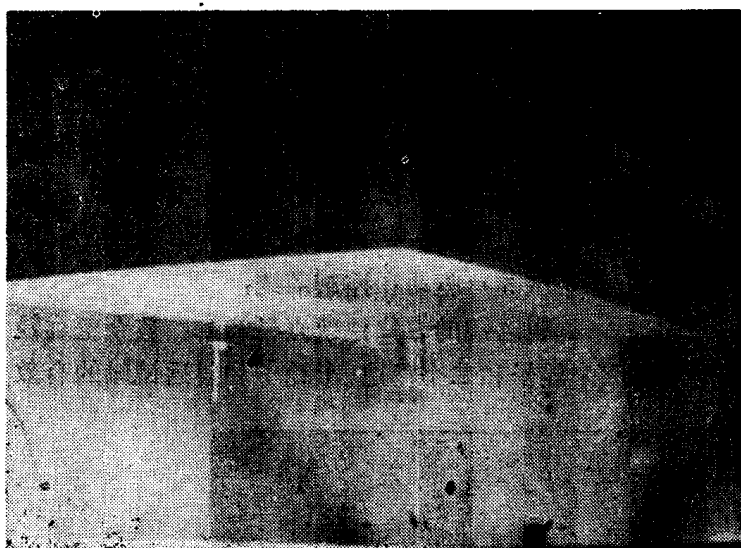
①1972年Philco-Ford为国家射电天文台试制出两块面板样品。它是背后有方格形加强筋的铝合金铸件。厚薄不均匀(约几厘米厚)。见图ⅢB31—32。

加工程序是铸好后用X光检验铸件质量(是否有气孔),用数控铣床加工,放在烤箱中

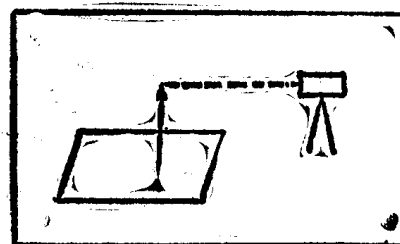
烘烤（退火），以消除内应力，再铣，再烤。



图ⅢB31 面板样品示意



图ⅢB32 面板样品（Philco-Ford制造）



图ⅢB33 单块面板测量示意

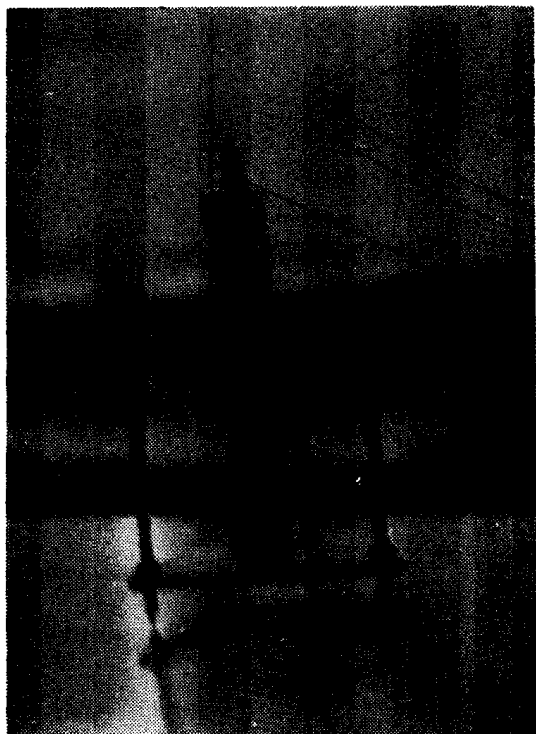
②国家射电天文台自己设计和制造的石板（图见<sup>[6]</sup>）靠表面螺丝调节，而不是靠铣床加工修正。程序控制加工的铝面（3mm厚）由36个调节螺钉固定在加强筋上。调节螺钉取得所需要的表面形状后，用环氧树脂固紧。这种面板已做了三块，并做了试验，但认为太麻烦，不准备使用。

#### c. 试验面板的测量和精度：

已制成两种类型（五块）的面板以及一块Haystack天文台的面板（厚1mm铝板，长条状，背面隔20厘米有一条横筋）都在国家射电天文台进行了表面精度的测量。测量是在一间略低于地面、远离实验室楼房的独立的小屋子里进行的。测量用光学方法，就是用瑞士出的精度1"的水平仪测量距离3—5米处置于面板上的钢制尖标（见图ⅢB33—35）。每块面板上测量60点。（介绍中还说到现在已有测量精度能达到0.0001吋的仪器，不过太贵，暂时还不能买）。

测量结果是：

①Philco-Ford制造的:第一块rms 0.076mm,第二块rms 0.041mm.平均rms 0.059mm,没有达到 0.040mm 的精度。他们认为可能是测量方法不好,而这种加工方案是很有希望的。因为数控铣床加工还大有潜力。而用伺服控制铣床代替直接控制铣床可把精度改进到 0.025mm。



图ⅢB34 钢制测量尖标

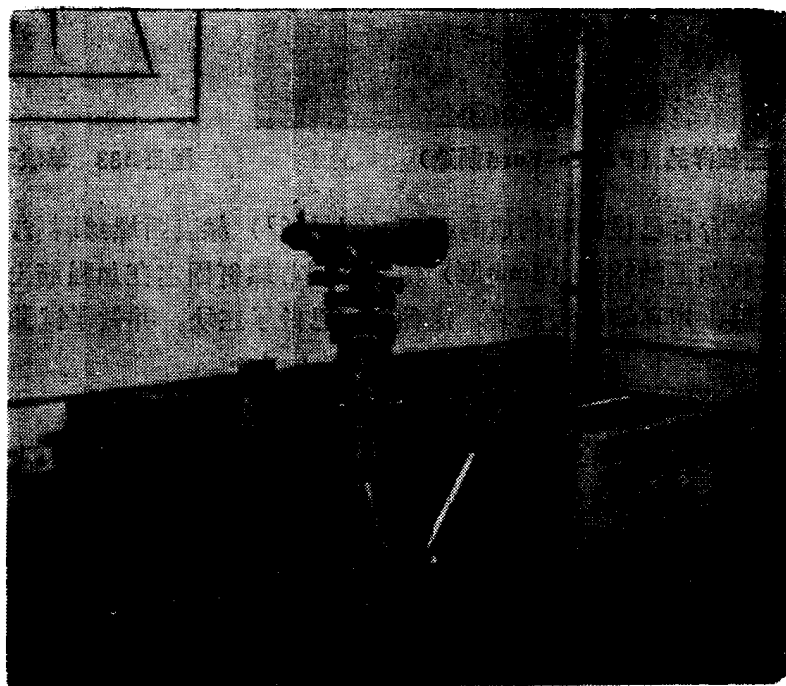
②国立射电天文台制造的铝面板: 1.8米长的铝制面板测量结果为0.056mm。估计如果只做1.5米长,公差可达到0.04mm。

#### d. 面板的装配调整:

面板调整精度要求 0.015mm (rms)。每块面板上有四个控制点,安装中间带滚珠的调节螺钉(图见<sup>[6]</sup>)。这种螺钉可以调节高低和方向。这样整个抛物面就有 2112 个螺钉需要调整。若用人工调整,每个螺钉需用调整时间半小时,整个抛物面则需用半年工作日,同时还易发生差错。为减少调整时间发展了一种计算机控制马达驱动的半自动调整器—单滚珠组件<sup>[6]</sup>,这样调整时间可大为缩减。调节时人工将调节器放在欲调螺钉上,计算机给出调节数量和方向,步进马达驱动调节螺钉,改进面板装配精度。

#### (5) 驱动和控制系统:

望远镜的方位铁轨直径29米。整个望远镜由四个在铁轨上运动的底座车支持。每个车有四个轮子和二个马达。车轮子和望远镜轴的有效



图ⅢB35 测量单块面板的水平仪

齿轮比是30:1。每一个马达经345:1的齿轮箱转动轴，总的齿轮减速比为10350:1。为了消除齿轮系列的齿隙，每个车用了两个一定力矩的相反方向转的马达。要求高速运转时，两个马达同时驱动，正常跟踪时，两马达反转。方位轴的速度范围是0°到40°/分钟或0—1150转/分钟，俯仰速度是0到20°/分钟。

驱动系统用永磁直流伺服马达和硅整流放大器。它可工作于自动跟踪和人工旋转。

为达到所要求的指向精度，位置编码器的分辨率至少要求22位，对应角分辨率0.31″。

### (iii) 抛物面表面的检测方法

在考察国家射电天文台所属各部的过程中，他们介绍了一个关于近来最精确检测抛物面表面的方法。由于有了这个方法，他们认为曾经是毫米波镜子研制中主重困难之一的表面检测问题，现在解决了。他们十分赞赏和推荐这个方法。这是他们台内人员于1975年提出来的<sup>[5]</sup>。他们曾用这个方法多次检测了11米直径毫米波射电望远镜的表面，并且决定用这个方法检测将要研制的25米直径毫米波射电望远镜。

### (1) 引言：

过去检测天线表面把问题限制在尽量精确地测量距离上。天线表面的检测就是测量天线上许多点和一或两个参考点间的距离。对测量25米直径天线则要求在20米范围内测量精度优于0.05mm。

现在的方法是沿着面的半径，测量面的曲率。然后沿着面的距离对各点曲率积分两次，得到的结果就是各点的Z坐标。它是沿着面的距离的函数。对抛物面上各条半径进行测量，即可得面的轮廓图。

### (2) 测量原理：

在图ⅢB36中令OS为抛物面的剖面曲线，在任何点P的曲率为：

$$K = \frac{d\theta}{ds} \quad (1)$$

其中 $\theta$ 是曲线os对ox轴的正切角，在P点则有

$$\theta_p = \int_0^{S_p} K \, ds \quad (2)$$

如果从原点沿S对P点进行K的连续测量，或以很小的等距 $\Delta S$ 在S上作间断测量，即可由(2)得到 $\theta_p$ ，对旋转抛物面，原点的初始条件是：

$$\theta = 0, S = 0$$

我们还知道

$$\sin\theta = \frac{dz}{ds}$$

于是有

$$Z = \int \sin\theta \, ds \quad (3)$$

这样对P点的K进行两次积分可得P点的Z坐标，它是S的函数。同样，对于一个近于旋转抛物面的曲面的原点，初始条件是：

$$Z = 0, S = 0$$

### (3) 测量方法。

测量曲率K和沿着面的距离S的示意图和仪器见图ⅢB37—39。



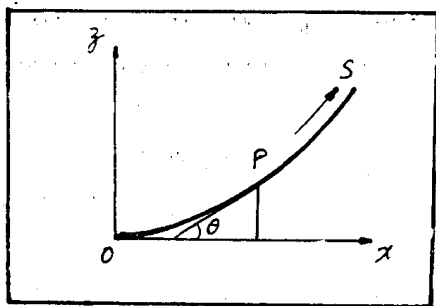


图 III B36 抛物面表面检测方法原理图

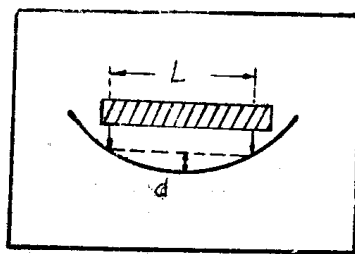


图 III B37 曲率 $K$ 的测定

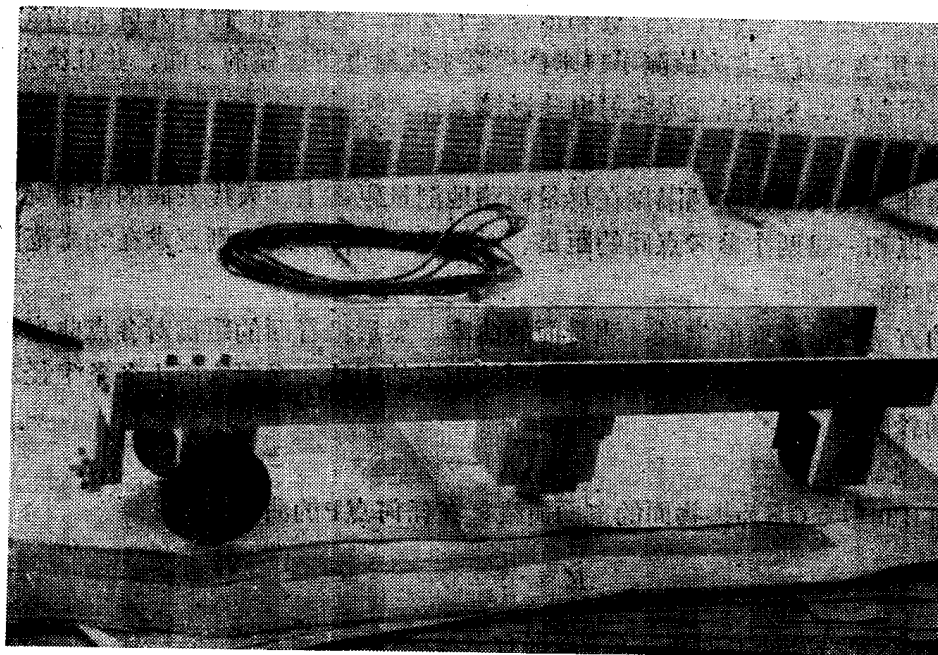


图 III B38 测量曲率的小车侧视

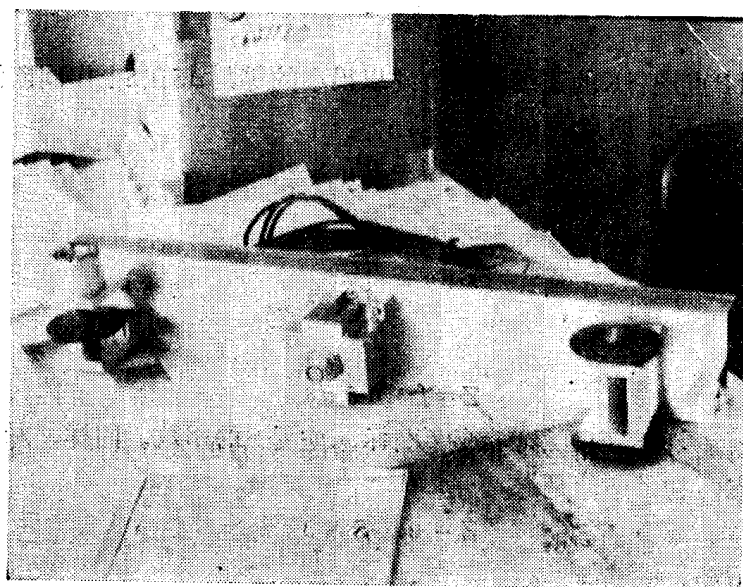


图 III B39 测量曲率的小车的底部

示意图中阴影部分为一个三轮的小车，前后轮间的距离为 $L$ ，三个轮子放置平均以下的距离是 $d$ ，则曲率 $K$ 可由下式给出

$$K = \frac{8d}{L^2 + 4d^2}$$

在小车的中间安装一个非常精确的深度传感器。在前面车轮的轴上装一个编码传感器。轮子转一周过程中给出250个脉冲，每一个脉冲表示一个精确的固定数值的 $S$ 的变化（在试验中所用的 $S$ 的值是0.6384mm）。计算机测量 $S$ 是通过前轮传感器进行脉冲计数来实现。每一次前轮的脉冲除了给计算机计算以外同时也给车子中部的深度传感器一个讯号，使深度读数同时送入计算机。

计算机对从原点 $O$ 到抛物面剖面曲线终点的每一个 $S$ 值求 $K$ ，积分两次，得到各点 $Z$ 坐标，并储存资料。然后沿不同半径重复上述步骤，进行必要的处理，就可得出抛物面的三维轮廓图。

这个重量10磅的小车，其轮子磨擦力很大，不会打滑。关于车子重量引起的误差可通过将置一10磅重物前后测量的结果相减取得。

如果车子不能从抛物面顶点开始驱动，则两个积分常数须用另外的方法去找，例如用激光测量的方法等。

#### （4）测量精度估计：

##### 1）系统误差：

$L$ 的测量误差约 $\pm 10^{-2}$ mm。零点误差为 $5 \times 10^{-3}$ mm。

其它的系统误差是不确定的条件引起的。如小车的起始点，理论上应在抛物面的中心。但11米抛物面的中心是一个洞，并装有前端箱，小车的起点不可能放在抛物面的中心。实际上在每条半径上测量都是在一个假定已知的离抛物面中心一定距离处开始的。在每一条半径上当对方程（2）（3）积分时都要用到相等的 $\theta$ 和 $Z$ 值。但小车不可能真在这个预定的 $\theta$ 和 $Z$ 值处开始测量，这样引进的系统误差是很难确定的。

##### 2）随机误差：

深度传感器测量 $d$ 的误差是 $10^{-4}$ mm。对于11米天线在边缘测量 $d$ 的误差达到0.0075mm。

对于11米天线测量 $S$ 的误差引起的边缘上 $Z$ 值的测量误差为0.05mm。

为估计随机误差和测量的重复性，1974年7月对11米天线进行了测量。测试中在抛物面中心安装了一个直径为1219.2mm的起始环。环上每隔 $15^\circ$ 作了一个记号作为测量的起始点。对23条半径每条上面的21个点各进行了两次测量。每一个点两次测量间的时间间隔约为10分钟。测量中环境温度在6小时内稳定地每小时上升 $1^\circ$ ，然后3小时保持不变。对所得 $K$ 值进行积分，给出面上483个点的两组座标值（ $Z$ ， $S$ ）。

为估计精度（称 $M$ ），经过计算

$$M^2 = \frac{1}{N} \sum_n \left\{ (Z_1)_i - (Z_2)_i \right\}^2 \quad (5)$$

其中 $(Z_1)_i$ 和 $(Z_2)_i$ 分别是第一组和第二组测量的第 $i$ 点的 $Z$ 的坐标。（ $Z$ 的测量在平行于反射体的轴上进行）。

这样，在测量11米抛物面的情况下，得到

$$M = 0.05 \pm 0.01 \text{mm.}$$

就是说11米抛物面测量的随机误差约 $\pm 0.05$ mm。

### (5) 测量的重复性:

对于整个面上483个点, 每点得到一个 $\Delta Z_i$ :

$$\Delta Z_i = |(Z_1)_i - (Z_1)_i|$$

于是得到了11米直径抛物面形状测量的平均重复性:

$$\Delta Z = \frac{1}{483} \sum_{i=1}^{483} \Delta Z_i = 0.037 \text{ mm}$$

### (6) 讨论:

25米直天线的抛物面要求测量误差约0.04mm。目前的这个方法还不能说达到了这个要求, 方法的问题和前景是这样:

#### 问题

1) 小车在抛物面上测量时的运行是不理想的; 第*i*点的*x*, *y*坐标(*x*, *y*在抛物面的口面上, *Z*轴平行于抛物面的轴)在两次测量中可能已经变化。

2) 甚至在很短的两次测量之间, 面的温度(和形状)都会有变化。测量中曾经发现在相邻10分钟间隔取得的抛物面边缘上一对*Z*值的数值变化了0.1mm。

3) 前面所说系统误差中的小车测量的起始点应在抛物面的中心, 而实际上, 每条半径的测量都从起始环开始, 引进了难以确定的误差。

#### 前景:

1) 已经进行的测量试验用的是第一个试制的小车模型。改进小车和提高它的性能还是可能的。

2) 1974年10月进行了一次重复性测量, 在不到4小时的时间内进行了48条半径的测量, 取得了超过 $3 \times 10^5$ 的数据。至少说明这个测量方法的时间效率是高的。这对于减少测量过程中温度(和面形状)变化的影响可能是具有重要意义的。

#### (iv) 毫米波望远镜的复罩问题:

为什么对毫米波射电望远镜提出一个复罩问题? 因为毫米波段的射电望远镜精度很高, 在自然的气候条件下(包括风速和温度条件等)工作达不到预定的性能指标(或者说只有在很少的情况下能达到性能指标), 这就要求我们为它创造一个可控制的环境来保证望远镜取得所要求的精度。什么样的环境能保证望远镜取得怎样的精度呢? 这就是我们要讨论和权衡的毫米波镜子需不需要复罩和用什么样的复罩的问题。

##### 1) 关于复罩的权衡:

望远镜用不用罩的权衡是根据用罩和不用罩时望远镜主要性能相差多少和在设计和使用中对这些主要性能的要求的程度来进行的。

两种情况下望远镜性能的差异:

##### 2) 复罩损失:

复罩损失来自金属骨架遮挡和蒙皮的传输损失。遮挡约引起10%的损失。蒙皮的传输损失主要由于反射, 折射(蒙皮是曲面, 起透镜作用), 由材料的介电常数决定, 而它的作为波长函数的特性依赖于材料的厚度。不难找到在小于300GHz工作时最大损失是20%的材料, 甚至可找到15%的材料。整个罩的损失可估计为25%。适当地选择设计和蒙皮还可低些。

现在和望远镜的变形比较。一个表面精度为  $75\mu\text{m}$  的、在损失为25%的罩里工作的、工作到  $1.2\text{mm}$  波长的望远镜，它的灵敏度相当于一个表面精度  $91\mu\text{m}$  的无罩望远镜的灵敏度。换句话说，为达到给定灵敏度，罩内望远镜的积分时间需无罩时的1.8倍。

b) 温度影响:

整个被阳光照射的望远镜指向误差 rms 是  $6.3''$ ，使得不能工作到  $1.2\text{mm}$  波长，而且在工作到  $2\text{mm}$  波长时效率降低到一半。整个被太阳照射时抛物面的表面精度要退化到  $337\mu\text{m}$ ，使得不能工作到小于  $3.5\text{mm}$  波长。只有工作到长于  $7.7\text{mm}$  波长时无罩抛物面才能和有罩抛物面相竞争。

当望远镜放在较高的高度上时，由抛物面表面和背架的温差引起的望远镜性能的恶化要严重些。因为在那里大气的透射率高些。

c) 风载影响:

风载对望远镜精度的影响，首先是指向误差而不是表面精度。速度为  $30\text{km/h}$  的风使 rms 指向误差从  $1.2''$  增至  $3.2''$ ，效率从 32% 下降到 21%，大于  $28\text{km/h}$  的风的损失等于罩的损失。在  $34\text{km/h}$  的风速下望远镜不能工作在波长  $1.2\text{mm}$ （等效于口径效率  $<15\%$ ）。

在射电源的观测中要求指向误差不能超过整个束宽的10%。在  $1.2\text{mm}$  波长上即要求指向误差不能大于  $1.2''$ 。另一方面风载引起的分辨率的损失也不能由进一步的观测得到补偿。

d) 复罩的其它的影响:

①噪音贡献: 由于复罩的折射、衍射、复罩和抛物面间的多次反射以及复罩本身的辐射引起的噪音，在目前考虑的系统在  $22\text{GHz}$  总噪音约 20K，对较好系统在  $100\text{GHz}$  是 70K，在  $300\text{GHz}$  是 35K。

②增益和噪音的起伏: Haystack 天线测量指出增益变化在几个束宽的方向间（至半度）是小于 0.25%。背景温度起伏小于 0.1K。如改进骨架可减小一半。增益的变化小到可以接受。如果噪音的起伏接近于 0.1K 的话，这就可能限制角径具有和空间骨架构件的长度可比较的源的连续观测。

③方向图形: 复罩铁构件的非无规结构引起方向图形变化。波束调制时由于两次波束指向复罩的稍为不同的部分引起的差异，如相位等的改变影响到图形，但只在远边瓣有影响。（Haystack 天线方向图就要对称些。

④偏振效应: Haystack 的试验在  $8\text{GHz}$  没有发现达到 0.2% 水平的偏振效应，在很短的波长上偏振效应应该不存在。

⑤雨的效应: 下雨时系统温度增加 100K，讯号要受到衰减，影响观测。如果罩内能在此时人为提高干燥程度观测可在 1 小时以内恢复。

总之用复罩可以得到三个好处:

- 1) 减少结构的热变形,
- 2) 减少风引起的变形和指向误差。
- 3) 提供望远镜和辐射计一个可控制的和稳定的工作环境。

但复罩也常带来三个害处:

- 1) 骨架的遮挡和蒙皮的传输损失引起的讯号的损失。
- 2) 当复罩潮湿时和由于风吹，空气中的尘粒、太阳紫外辐射等引起的蒙皮老化对望远镜性能的影响。
- 3) 限制在波束开关，连续观测中可能达到的灵敏度。

有罩的优点就是无罩的缺点，反之亦然。

## ②对25米直径毫米波射电望远镜复罩的意见：

### 1) 用不用复罩：

Von Hoerner (国家射电天文台研究人员，异体同形天线结构的提出者) 说，毫米波天线也并不非要用罩子不可，不要罩子同样可以安排。对于风，可以把天线设计得刚度大一些；对于热，可以放弃白天观测。并不是风载和热效应迫使他们考虑用天线复罩设备的。他们决定用复罩有两个具体原因：一是25米望远镜准备放在很高的山上，在那里很冷，风特别大，和一般射电望远镜所处的条件不一样。二是这个望远镜将属于国家，将有许多外单位的人来使用。希望观测的时间效率高些，对安排给外单位的时间应该能按计划有所保证（特别是有些人将远道从国外前来使用望远镜观测）。使用复罩则提供这种保证。

国家射电天文台助理台长，Tucson部领导和25米望远镜设计的负责人 Mark A. Gordon说：“我们安排了一个人对25米镜子所需用的材料和造价计算了一年。结论是复罩比望远镜本身贵。因为它用的钢多。德国人想不用罩，考虑用加强望结构强度来减小风载引起的误差，但用的钱等于复罩和望远镜的和，看来总得用那么多钢。不用复罩而加重望远镜省不了多少钢，就算加重望远镜结构能解决风载效应，也不能解决热效应问题。我就不相信他们不用复罩毫米波能做得那么好，能达到那个要求的精度。因为我们已经知道，他们有些问题没考虑进去”。

从获得一个可控制和稳定的工作环境考虑复罩是必要的。从观测要求上说，特别是连续谱观测就是要求望远镜工作稳定以便进行精确测量，复罩也是不可少的。

不过在观测时间上，用复罩倒是没有明显的优点。不用罩时白天 $\frac{2}{3}$ 的时间由于热影响要损失掉，20—25%的晚上因风效应也要放弃。有罩时虽可全部时间工作，但为了弥补罩的损失，积分时间要延长至近于无罩时的1.8倍。所以要增加观测时间，还不如说为了增加计划性。尽管如此，根据前面分析的有复罩时保证望远镜预期性能的种种有利之处，25米毫米波射电望远镜要使用复罩早已是定论。

### 2) 用什么复罩？

但使用全封闭罩还是使用天文圆顶，看来经历了一个研究、议论的过程，方案也有所变化。1975年9月国家射电天文台提出的25米毫米波射电望远镜的设计报告时关于复罩设备，有用空间骨架全封闭罩的倾向。他们彻底研究了这个方案，并且性能和造价估计都是基于它。对于天文圆顶也做了一些考虑，并提出了一个圆顶门向一侧滑动的方案。但认为后者较贵，需要进一步研究并说明增加造价（圆顶比封闭罩贵）对提高望远镜的性能是必要的。

经过了一年的时间，对于复罩问题，他们已有一个一致的明确的意见。那就是决定用天文圆顶。并且在国家射电天文台总部天文圆顶的设计已基本完成。采用天文圆顶的理由是：为了 $\frac{2}{3}$ 的白天和 $\frac{1}{4}$ 的晚上（这不是一半的时间）使用了复罩，提高了望远镜的性能，但因此使得在剩下的超过一半的时间里望远镜没有工作在它所具有的性能的极限上，这是非常可惜的。由于复罩损失了增益，增加了噪音，降低了灵敏度，影响了分辨率，延长了观测时间，这对天文观测，特别是对发现新天体极为不利。Gordon的意见是：“还是认为能开窗的好，3db的损耗对天文学家来说是不能忍受的。而且谱线工作和连续谱的不一样，连续谱观测要做精确测量，要求望远镜工作条件稳定，而谱线工作，要求大气透明度好。” Von Hoerner在权衡了用全封罩和天文圆顶的利弊后说：“罩子要引起衍射、噪音，面和罩之间要产生多次反射，引起驻波。最好的解决办法就是有大天窗。所以我们宁可多花100万美元

做天文圆顶（封闭罩用300万美元），就是为了在必要时打开。我们认为最佳的天文观测还是要用天文圆顶。”这样可以机动地在无风、无太阳照射时开窗观测，有风有太阳照射时关窗观测。做连续谱工作时关窗观测，以求稳定的工作条件，而作谱线工作时打开天窗，以求良好的大气透明度。

## （2）25米望远镜的天文圆顶的考虑；

### ①天文圆顶的形式和结构：

现在设计已基本就绪的天文圆顶是一个完全不对称的内接球20面体的截体。网状结构骨架重300吨。为加强刚度用双层结构，中间有类蜂窝状隔板。内轨直径35米，外轨直径44米，高36米。整个圆顶共24对轮子。

圆顶开口类似于11米圆顶结构，只是开口处不是用连成一体的折叠式软窗簾，而是用两扇门，每扇重30吨，宽90呎， $92.5^\circ$ （可能是 $62.5^\circ$ 之误）。

圆顶内上空4米处置风扇，产生单向风，对面有吸风装置。风速10公里/小时，可使顶内保持垂向温度梯度小于 $2^\circ\text{C}$ 。一般关窗观测，无风和温度梯度小于 $2^\circ\text{C}$ 时才开窗。

### ②蒙皮材料问题：

Von Hoerner 曾说：“为什么复杂得多的天文圆顶只比天线罩贵100万元呢？主要是罩子的蒙皮材料很贵，用天文顶只要在窗口上用这种材料，所以虽然结构复杂得多，造价并不增加很多”。看来25米望远镜的圆顶只在窗口使用微波透明材料，而不像11米的那样整个圆顶都用透明材料。（或是在窗口用好的透明材料，在整个圆顶用便宜些而性能差些的透明材料？）

1）材料性能的要求：蒙皮的传输损失是波长、材料的介电常数和损耗角，材料的厚度，幅射的入射角等的函数。对于欧姆损失小到可以和反射损失比较时的材料均可考虑使用。选择的主要标准是到300GHz具有较小的反射损失。还需注意材料中电的厚度是半波长的倍数时损失将大大小于最大值。因所用的材料大都很薄，吸收可能不重要。

因毫米波望远镜准备放到很高的地方去，那里紫外光很强，而且风大。经常换蒙皮是困难的，要求老化慢，机械强度大，不易破裂。

还应考虑被尘埃砂砾和雨露沾染时的性能。外层要光滑，便于水珠下滑。为减小罩内垂直温度梯度，近红外太阳辐射的透明度要好。

ESSCO 公司经理自称正在寻找和研制一种材料其最大透射波长和大气窗口一致。

2）关于材料的试验：在 Tucson 部有人在做材料电性能和老化性能的测试。看来他们是对现有材料进行选择，而没有试制新材料。他们向我们介绍了若干种正在实验室进行试验的材料。

(a) Cooley febric：是目前11米圆顶所用的材料。白色，强度大。共4层。内有一个薄的碳层，可吸收紫外和红外光。寿命5年。

(b) Dacron：黑色、厚0.1mm已很强。介电常数3。能吸收紫外。寿命不到1年。

(c) Dacron 作中心层，两边是 polyvinyl chloride，白色。

(d) 中心是 Nylon，两边 polythene，不经久，一年寿命。

(e) Griffolyn：它是 polyethylene 基底的蒙皮。根据0.1mm厚的这种样品在55GHz的测量算出这种材料在300GHz透射至少80%。其它的Polyethylene的试验指出，这种透射可以很好地用到1000GHz（300 $\mu\text{m}$ ）。在 Green Bank 作了8个月的紫外老化试验，没有发现可察觉的退化现象。没做过坏气候试验。这种材料似乎具有作为蒙皮用的抗张强度。在

Green Bank 用了 3 平方呎 0.1mm 厚的这个材料，作试验，经受了等效于 500km/h 的风载而未龟裂。虽然在 100km/h 等效风之下失去了一些弹性。另一块 0.2mm 厚的样品在 200km/h 等效风速下开始失去弹性。

厚 0.1mm 的这种材料每平方呎 5 分美元，价格随厚度略低于线性增加。

(f) Schjeldahl; (G. T Schjeldahl Co. 出品，称 G1249)；

比上述材料稍强，但不如它韧性好。

共四层：tedlar/mylar/mylar/dacron

tedlar—防气候因素影响

dacron—增加强度

试验样品 0.3mm 厚，测量了在 60GHz 处传输损失为 8.4%，随频率单调上升。计算在 300GHz 时是 30%。

有较好的防气象因素性能，流水性能好。

价格在上述便宜材料和 ESSCO 昂贵材料之间。

(g) ESSCO corporation fabric;

ESSCO 和 Dupont 合作研制了几种材料，传输性能较好。

X-99-2A：中间一层透明材料（成分保密），两边各一层 tedlar 或另外的特殊防气象因素材料。易流水，抗紫外光。三层厚 0.6mm。英国国家物理实验室做了传输性能测量，在 300GHz 传输损失 15%，在 700GHz 是 ~20%。作为可动的口面覆盖材料嫌不够柔韧。

价格可在 \$20—50/呎<sup>2</sup>。

X-10-15：在 60GHz 传输损失 9.6%。在高频比 X-992A 差。

ESSCO lam-b：ESSCO 把它用在麻省一个大学的毫米波天线罩上。厚 0.35mm 有适当的强度和耐久力。

价格 \$2/呎<sup>2</sup>

传输性能是：12% (90GHz)，22% (150GHz)，28% (400GHz)。

(v) 选址问题

25米波射电望远镜是一台精密的大型设备，即使对于象美国这样工业基础和技术水平均较雄厚的国家，研制这样一台设备也要经过很大的努力。因而，做成之后放在哪里，这台仪器能否把它的经过很大势力而获得的性能充分发挥出来是应该重视的问题。台址的好坏最后关系着仪器能否工作在它的最佳性能上。美国人对台址的选择是相当重视的。远在 65 米望远镜方案提出的初期就同时酝酿了选择台址。这次考察中，25 米望远镜设计工作的负责人 Gordon 专门介绍了 25 米的台址选择问题。我们从他的介绍中得知，毫米波镜子的研制经费虽然还未到手，进一步设计也尚未进行，但围绕着台址的选择却已做过很多工作了。看来，为了保证将来镜子制成后能立即投入观测并充分发挥作用，观测基地的建设是应当和镜子的研制工作并行，甚至

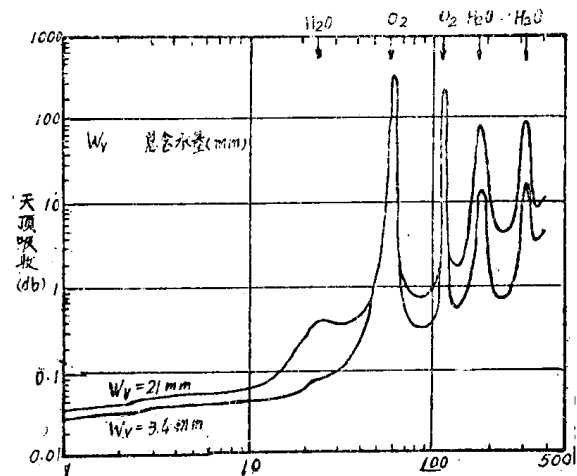


图 B40 无线电波在 1—500GHz 的天顶吸收

是先行的。

### (1) 在毫米波段大气的透明度:

图Ⅲ B 40 给出无线电波在 1—500GHz 范围的天顶吸收。两条曲线对应于在空气路径中沉淀3.4mm和21mm水汽 ( $w_v$ ) 的情况。由  $O_2$  引起的两个尖峰对不同的  $W_v$  值是不变的。其它的峰随着频率的增加吸收也增加。

最近 Wrixon (1973)<sup>[14]</sup> 给出天顶吸收  $A$  (单位db) 和  $W_v$  的关系:

$$A = a + bW_v$$

其中  $a$  是常数,  $b$  依赖于频率。1971年 Mather et al<sup>[15]</sup> 和1973年 Wrixon (换算到12000 呎高度) 得到  $a \approx 0.21$ , Mather et al 得到的  $b$  值在341GHz 上似为0.95, 在230GHz 为 0.165。这些频率对应着25米望远镜准备观测的最短波长的大气窗口。当然, 在较长波段窗口吸收要小些。

另外水汽含量还随高度、时间、地理位置而变化。

### (2) 选择毫米波台址的基本要求:

大气在毫米波的不透明度是可观的和变化的, 而其中大部分是由水汽引起的。水汽对地面观测所可能争取到的灵敏度是基本的限制, 因而选台址的第一个标准显然是大气的水汽含量低而稳定。而水汽典型地有一个两公里的标高, 这就要求台址选在一个较高的高度上。在这种地方局部的和大尺度的气象条件可造成普遍的干燥空气。显然还应当要求适当地少云。

望远镜应放在能看到尽量多天区的地方, 为观测银河, 包括银河核心部分, 因此在北半球选择台址时应当考虑纬度尽量低。

只有当熟练的、常住的观测手和工程技术人员得到保证时仪器才能充分地, 完全地发挥出它的潜力, 要使望远镜正常地, 稳定地工作, 则要求有关人员在任何时候都能迅速地到达仪器室, 以及对望远镜能较方便地提供电子学和有关的技术保证。这就要求在台址附近具有适当的生活条件和到达观测点的较好的通路。但一般来说高而干燥的地方是和较好的居住条件和交通条件是互相矛盾的, 这就要求做些权衡。

显然还应考虑把台址选在人为的无线电噪音低的地方。

总之是要找一个容易到达, 高度高而干燥, 纬度低而生活条件好的地方。

25米毫米波射电望远镜由于希望大多数时间工作到1.2mm波长, 甚至部分时间要工作到0.8mm。毫米波选址时一般地说  $W_v$  值要求达到2mm。不过也要看对一年中观测日数的要求。如不是特别要求一年四季都观测, 时间效率达到100%, 选址条件可放宽些。一般冬天都较干燥, 可以只考虑冬季的值。不过在北半球银河中心出现在夏夜, 为了研究银河核心所以才要求寻找夏天也干燥的地方。曾考虑过把台址选到南半球去, 南半球银河核心出现在冬夜, 冬天干燥的地方较多, 选址条件可以放宽些。但考虑到要在别的国家建立和长期维护、保养一个大设备是困难很多, 投资太大的事, 最后还是把这个动议放弃了。

由于带着大量雨水的北半球的风暴绕看地球由西向东吹向美国大陆时受到贴近其西海岸的喀斯喀山脉和内华达山脉的阻遏, 使山脉以东地区极其干燥, 几近不毛, 所以这一带是毫米波观测站址的良好候选地。

### (3) 测量水汽的方法和台址的考虑:

台址的选择将对望远镜的最终性能产生重要的影响。而大气透明度是最重要的考虑, 所以首先要设法测量和评比各候选地的水汽含量  $W_v$ 。

为25米毫米波镜子测  $W_v$  和对台址的考虑经历过两个阶段:



第一阶段：1970年月亮行星研究室的 Kuiper, G. P. 就对许多台址用无线探空资料估计了  $W_v$  值。但这些值和后来测量的值比较显得太高。在当时射电天文界也不信任用无线电探空得到的水汽资料，只相信已做过红外工作的台站和红外测水汽的方法。

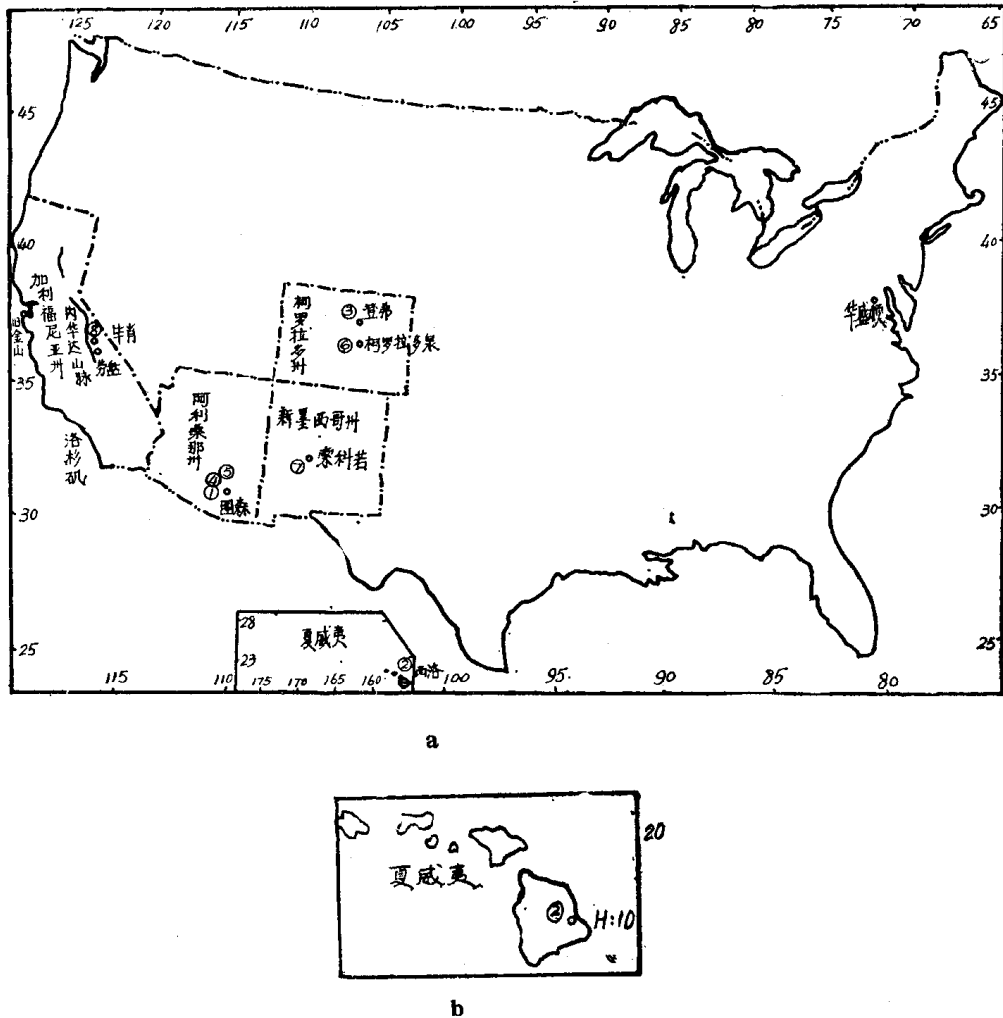
1974年在加州理工学院的 Westphal, J. A. 领导下，在一年的时间里用红外探测器在晴朗白天的中午，在近于  $0.9\mu$  的水线上观测太阳，测量了若干地点的水汽含量，每天测一值进行平均。

方法的简单原理是：让太阳象落在光电池上，用两个干涉滤光片来取得两个波长的同时接收。一个对着水线，另一个用无水窗口观测太阳，两路接收相减可求得大气水汽含量。就用这个方法在美国的西部地区和夏威夷选了一批台址。（在新墨西哥州的甚大阵站址也是用这个方法测量选得的）。

Westphal的工作是为国家红外望远镜选台址，他的测量也包括了25厘米毫米波射电望远镜八个候选台址中的四个。另外四个候选台址的  $W_v$  值是接估计得到的。

表ⅢB4列出毫米波观测候选台址的  $W_v$  值和优缺点比较。图ⅢB41是初选毫米波台址的地理分布。

实际上，把所有感兴趣的地方放在一起严格地比较  $W_v$  值是不容易的，而且只比较  $W_v$  值



图ⅢB41 初选毫米波站址地理分布

来确定台址也不是现实可行的。

第一阶段选址的初步意见是：除了夏威夷的Mauna Kea，别的七个台址都有特殊困难。Colorado的两个台址晴日数太少且没有直接的W<sub>v</sub>测量资料。Kitt Peak和Mt Hopkins的W<sub>v</sub>值嫌高，且后者通路困难。Mt. Lemmon无线电环境太差，军事、商业和空间部门都在其上建立了不少设施，如果勉强上去，以后更被认为发射机构对射电天文没有什么重大影响，射电天文要求频段就更困难了。White Mountain有时气候恶劣而且通路太困难，500万美元用于缆车和望远镜一样贵，难以考虑。South Baldy通路困难，而且无线电环境不好。只有夏威夷的Mauna Kea有足够干而稳定的大气，允许在许多时间工作到1.2mm波段，而某些时间可工作到0.8mm波。纬度低以及已经有许多天文设备。所以认为这个地方最为可取。

## 第二阶段：

夏威夷的自然条件有利于安放毫米波设备是无疑的。但处于领先地位，具有世界先进水平的仪器必须有熟练的和水平高的技术人员维护，否则仪器的威力仍然得不到发挥。据说这个地点对发挥人的作用较为不利：

1) Mauna Kea太远，太偏僻。优秀的技术人员不肯去那里工作，（Gordon说这么远的地方观测七天休息七天也没人肯去）而且也不舍得把他们放到这么远的地方去。因为去了那里就不可能在兼顾别的工作了。还有，由于25米望远镜将来是对全国开放的，台址这么远对全国各地做观测研究的人来说也太不方便。同时就近没有电子工业的基地也会增加今后工作的困难。

2) Mauna Kea太高。一般说10000呎以上工作人员会受高山症影响。此地13000呎会影响大脑工作。据目前在那里的工程师们说，在山上面就写不出程序来。

这样，美国射电天文界的决策人就又认为第一批台址中条件最好的夏威夷也不理想，定不下来。这就需要改变选址手段，扩大候选范围。

法国一位科学家给出了一个用红外测水线求W<sub>v</sub>和用无线电探空方法测W<sub>v</sub>的相关直线。这样就不必局限在只考虑红外观测站和用红外仪器一个站、一个站去测量，只要引用大量现有的无线电探空资料即可求得W<sub>v</sub>值了。这就大大缩小了选址时间和扩大了选址范围。

曾用美国国内无线电探空资料做了统计，发现由无线电探空测得的W<sub>v</sub>值稍大些，但还是很有使用价值，特别是经过校准以后。这是由于水线压强致宽引起的。水线在高空显著变窄，所以在海平面上校准的仪器拿到高山上去测就低估了水含量。于是引进了压力改正函数：

$$\sqrt{\frac{P_{\text{高度}}}{P_{\text{校准地}}}}$$

做了150条相关曲线，证实这个关系是正确的。

在这个概念下进行了第二阶段的选址。步骤是在美国境内每个城镇周围按50英里为半径划圈，用无线电探空资料来求这个范围内的W<sub>v</sub>值。（50英里以外的地方离城镇太远，交通及生活不便）这样又找了40个符合干燥条件的地方。还要去掉国家公园，无线电发射区等等。这样扣下来只增加了两个地方。

其中一个在加利福尼亚州，位于Owens Valley东侧的第一批选出的White Mountain的南边，叫Cerro Gordo。由于太平洋来的温暖潮湿气流穿过加利福利州时被13000呎高的，作为屏障的内华达山脉所截留，使得位于内华达山脉腹地的Cerro Gordo高度虽只有9200呎，却异常干燥。W<sub>v</sub>值可与其北部的White Mountain相比，却比它低4000呎，交通问题简单得多，而且没有缺氧现象。缺点是附近的城镇Lone Pine较小，电子器件需从250哩外的

表ⅢB4 毫米波观测候选台址

序号	台址	最近城市	高度 (ft)	Wv (mm)	晴日数	有利条件	不利条件	备注
1	Kitt Peak ( $31^{\circ}58'N$ , $111^{\circ}36'W$ )	Tucson, Arizona	6750	$3.3 \pm 0.8$	260	1. 与Tucson间56哩已有良好公路 2. 有优良技术设备保证	Wv值不理想	在基特峰国家天文台, 11米望远镜站址
2	Mauna Kea ( $19^{\circ}49'N$ , $155^{\circ}29'W$ )	Hilo, Hawaii	13630	$2.5 \pm 0.2$	230	1. 极干燥, Wv夜间经常低到0.5mm, 周日温度变化 $10^{\circ}C$ , 季节温度变化 $6^{\circ}C$ , 夜间温度变化 $1^{\circ}C$ , 风速通常在10—15 mph 2. 与Hilo间60km, 已铺设50km道路 3. 得国家和州政府保护, 无严重无线电干扰 4. 距台址15km处已有办公室和生活区	1. 远离美国大陆, 不方便 2. 太高, 高山反应会影响人的工作	太平洋最高点, 死火山, 夏威夷大学天文研究所天文台 已有: 2.25米望远镜。将放: 国家3米红外望远镜, 英国3.8米红外望远镜, 加拿大—法国—夏威夷3.6米红外望远镜
3	Mt. Epaullet ( $39^{\circ}34'N$ , $105^{\circ}38'W$ )	Denver, Colorado	13450	(1.4)	160		1. 云量多 2. 无Wv资料(可能类似于Pikes Peak的值)	在Denver 大学红 外天文台

序号	台址	最近城市	高度 (ft)	Wv (mm)	晴日数	有利条件	不利条件	备注
4	Mt. Hopkins ( $31^{\circ}41'N$ , $110^{\circ}53'W$ )	Tucson, Arizona	8585	(4.5)	240	中心办公室在Tucson, 有技术保证	无平整道路	在 Mt. Hopkins 天文台现有Wv是表面绝对湿度的 Psychrometric测量结果
5	Mt. Lemmon ( $32^{\circ}26'N$ , $110^{\circ}47'W$ )	Tucson, Arizona	9190	$2.3 \pm 0.8$	260	1. 山并不太高, Wv值显著小 2. 气候温和 3. 到Tucson 60 km有现成道路	至74年底, 在台址6哩范围内有89台发射机, 频率 43MHz—11.38GHz, 功率 4 W—250KW	在Mt. Lemmon 红外天文台
6	Pikes Peak ( $38^{\circ}50'N$ , $105^{\circ}02'W$ )	Colorado Springs, Colorado	13950	(1.4)	160	到 Colorado Springs驱车1h20m, 已有良好通路	气候不利, 云多, 阴天多 (从3月33%阴天到7月74%阴天) 严重影响天文观测, 冬季积雪多	是一避暑胜地, 有军队生理实验室, Wv值由无线电探空测得
7	South Baldy ( $33^{\circ}58'N$ , $107^{\circ}11'W$ )	Socorro, New Mexico	10800	(2.4)	260	靠近“甚大阵”站址可得技术上支援	1. 通路困难, 待修路 2. 有用于测雷雨的雷达干扰	在New Mexico Institute of Mining and Technology, Wv 值在较低处用比重计测得
8	White Mountain ( $37^{\circ}37'N$ , $118^{\circ}14'N$ )	Bishop, California	13000	$1.5^* \pm 0.6$	260	1. 极干燥 2. 无云日数高	1. 偶尔会出现风速100mph 的恶劣天气, Wv低的季节会出现大降雨量, 将丧失1/3观测时间 2. 通路问题严重。到Bishop100km	1. 是Owens Valley的东边界 2. 加州大学若干设备已置此多年, 有高山生理学, 宇宙线物理, 红外天文研究, *Wv 值是假定水

序 号	台 址	最 近 城 市	高 度 (ft)	Wv (m.m)	晴 日 数	有 利 条 件	不 利 条 件	备 注
							目前需驱车 8 小时， 近山顶 40 km 每年 7 个月雪封。考虑用直 升飞机，代价大，负 载小，且危险，考虑 用缆车，修建需 500 万美元，每年维护需 25 万美元。 3. 征地问题	汽标高 1.6 km，修正 到 13000 ft。

注:

1. 表列高度指可能建台的高度而不是山的最高峰。
2. Wv 是 Westphal 给出的一年中最好的 9 个月中晴朗白天的大气中水份的平均值 (夜间 Wv 值要低些，所以有一半时间的 Wv 值要低于表列值)，并已经大气压力改正。
3. 晴日数由 McDonald 1958 年给出，晴日定义作云量复盖少于 30% 的日子，而晴夜数应比晴日数大。
4. 表中有括弧的 Wv 值为用其它方法或间接得到的。

洛杉矶运去。目前有确定比地为台址的倾向。但夏威夷的 Mauna Kea 也还未放弃，正待最后确定。

总之，25米毫米波射电望远镜的选址过程是需要和可能相权衡的过程，是考虑自然条件的选择和人的作用的发挥相权衡的过程。

#### (vi) 预期开展的研究课题

利用中等灵敏度和分辨率的望远镜在毫米波段进行观测已经取得了不少成绩，特别是在分子谱线方面到76年为止射电天文台观测发现的分子谱线来自38个分子，记录到约100个线和带，其中三分之二处在短毫米波段。2.6mm的CO线的观测研究吸引了很多天文工作者。因为CO分子特别稳定，在星际空间中的丰度也较大。近年来用11米直径的毫米波镜子观测CO源在银河系里的分布和速度，对银河系的结构和组成提供了重要的线索。用CO线来观测尘云、红外源和H II区等特殊目标，对其结构等也取得了一定的结果。但是由于现有仪器分辨力的限制，对已知谱线的进一步研究和对新领域的开发必须借助新的威力较大的仪器。

现有的大的射电望远镜最短工作波长是2 Cm，而三台较小的射电望远镜可工作到2 mm。而在2 mm到2  $\mu$ m的范围工作做得很少。在1 mm和350 $\mu$ m两个大气窗口用不是设计在这些波段上的仪器进行过连续谱观测。而在20—100 $\mu$ m的范围，由于必须工作在气球上和高空飞机上，望远镜的口径被限制了。在所有这些区域，分辨率和灵敏度都远远没有达到学科上的需要。而理论上却有力地提出：有关众多的天体物理现象的最重要的知识，将在毫米波至远红外频段取得。

按现在进展的情况，在今后5—10年间，我们可以期望接收机在灵敏度上增加到5倍。

而25米直径的毫米波镜子其束宽将可达到11米直径的毫米波镜子的 $\frac{1}{2,3}$ ，它的表面精度较好，可望在毫米波段和亚毫米波段对较小直径的源开辟新的工作。顺带说我们考察途径的几个开展毫米工作的单位（国家射电天文台、Owens Valley射电天文台和加州大学Berkeley分校天文系）均计划看近期要开展亚毫米波段的工作。

表5 25米望远镜连续谱观测参数

	波 长				
	9.55mm	3.5mm	2.1mm	1.2mm	0.8mm
半功率束宽	96"	35"	21"	12"	8"
口径效率 <sup>[1]</sup>	0.60	0.56	0.49	0.32	0.15
天线罩透射率	0.80	0.80	0.80	0.75	0.70
净口径效率	0.48	0.45	0.39	0.24	0.11
接收机前级形式	混频器	混频器	混频器	测辐射热计	测辐射热计
系统温度 <sup>[2]</sup>	300 K	300 K	300 K	8000K	10000K
带宽	0.5GHz	0.5GHz	0.5GHz	70GHz	70GHz
rms流密度 <sup>[3]</sup>	0.2JY	0.2JY	0.3JY	1.0JY	
最小可检测信号 <sup>[4]</sup>					3.0JY
(1) 10 <sup>m</sup> 积分	0.05JY	0.05JY	0.06JY	0.2JY	0.6JY
(2) 3 <sup>h</sup> 积分	0.01JY	0.01JY	0.01JY	0.05JY	0.1JY

注：1. 理想的反射器是假定口径效率为0.60， 2. 双边带， 3. 1<sup>s</sup>积分， 4. 对于SNR = 5。

### 1. 连续谱观测:

25米镜子比现存的毫米波镜子灵敏1—2个数量级,将可看到新型的热源和非热源。来自光学厚热源的流量随着频率的平方增加,所以它们在非常短的波长上最强。在短波长上非热源变化非常剧烈并且偏离理论模型最严重。连续观测将集中在大气窗口9.5mm、3.5mm、2.1mm、1.2mm和0.8mm。表5列出在这些波长上25米望远镜的性能。1ms流量密度和在3个较长波长上的最小可检测信号是基于采用双频道、致冷混频接收机。1.2mm和0.8mm采用辐射热检测计。

#### 1) 太阳:

对25米望远镜来说,太阳本身还是一个重要的观测目标。当太阳直径 $1.4 \times 10^6 \text{Km}$ 时,在9.5mm波段,波束等效值为 $7 \times 10^4 \text{Km}$ 以及在0.8mm波段为 $6 \times 10^3 \text{Km}$ 。这样光球现象可以研究得很细致。这包括中心到边缘的梯度,黑子和耀斑区的结构和发展,边缘的垂直结构等。圆偏振测量可能给出磁场强度并且可以得到理论上预期的两种偏振旋向之间,幅射的空间位移。

#### 2) 太阳系:

##### ①月亮:

在月亮距离处望远镜的线度等效值是180Km(对9.5mm)到15Km(对0.8mm)。在朔望月过程中的热幅射测量结果将用来约束月面土壤模型并且在高地、海、环形山有差别存在时说明它们有什么差别。能够以某种详细程度划出较大环形山的热特征,其结果可用于和红外、雷达资料相比较以改进月面模型。

##### ②彗核:

可以观测彗核来约束彗核结构模型。特别是对来自高电子浓度的彗核以及对来自至少是环绕彗星的尘云内部的连续幅射可进行观测。可以解释“尘埃”彗星和“冰”彗星之间的物理差异。

##### ③行星:

可以进行行星和它们的卫星的许多有价值的研究工作。用25米镜子还是不能分解大多数这些目标。但信噪比相对现有仪器将大大改善。所有大行星(包括在较短波长观测冥王星)以及木星的加利略卫星、土星卫星中的4个和并多个较大的小行星都可以观测。为了研究大行星的大气和表面模型,对于水星、金星、火星的各种位相的观测是很有意义的。目前在有效的灵敏度上,圆面温度随位相的变化的资料对水星是很少的,对金星是不可靠的,而火星的这种资料尚未取得。在较短波长上观测,可把土星的光环和土星本体分解开来,这有助于解决组成环的粒子的大小和性质的问题。在伽里略卫星开始食和结束食时的观测它们的热幅射的变化是可能的。事实上,可能以很好的信噪比跟踪观测木卫三或木卫四从初切到终切的过程而不和木星本身的幅射相混淆。这将对它们的表面提供一个良好的热性质的描述。将可能得到某些木星极和赤道区域之同温差的有用资料,而深入大气的资料是其它类型观测所不可能得到的。

#### 3) 银河系目标:

25米镜子适合于观测许多种银河系目标,这包括致密的H II区,较大的H II区的结构的细节,由稠密尘云包围的晚型和早型星,象猎户座A中的Kleinmann-Low星云, Bok球状体一类的红外源的尘埃发射以及包括新星和X-射线源的射电星。

对上述目标的观测直接影响对星际尘埃性质的认识,因而对于说明星际介质和恒星形成

是重要的。电离氢区(H II)的现代模型预见流量对短毫米波段频率的4次方的相关性。行星状星云和嵌在尘埃中的晚型星的观测显示出流量过量的证据。需要灵敏的在短毫米波段的观测来分开两部分辐射,一是由于自由-自由发射引起的,一是由尘埃粒子的热再辐射引起的。暗星云中的稠密点的研究是为了确定它们是否包括在发生中的H II区。在各短毫米波长上的连续辐射的测量(温度和密度)将大大增加有助于解释谱线观测和红外观测。需要比较这些影密的小节和那些在黑分子云中的类似的较大区域的性质,来看看在黑云和暗云的星际分子化学中表现不相同是否会造成差异。

用高分辨率对较大的H II区描图可揭示一些稠密点,在那里恒星接近形成或正在形成过程中。研究电离气体和稠密尘云间的交接面(存在于许多H II区边界)是值得提倡的。特别有意义的是研究“象鼻”结构,就是伸进许多H II区的尘埃柱子。为了了解是否连续辐射大部分产生于尘埃粒子,获悉连续谱强度和分子的发射怎样相关是很重要的。我们还不知道为什么分子不冻结在H II区附近的非常稠密的云中的尘埃粒子上面,高分辨率观测可帮助确定在云中的增强湿度还是紫外辐射是造成上述现象的原因。对稠密的电离区的观测作图将提供一个实验方法,它暗示这些电离区有时钻过环绕它的稠密的中性介质,这就是曾用于解释存在于电离气体中的一种莫名其妙的光学谱线的兰移的一种机制。

最近发现许多银河恒星的射电谱来自厘米波。在大多数情况,射电发射是强而快速度化的。而且在最短波长,信号强度最大。这些特性在许多X-射线源(如天蝎座X-1和天鹅座X-3)和一些似乎正常的食双星(大陵五即英仙座 $\beta$ )中已观测到。为了发现射电爆发最强的那些频率,为了足够详细地跟踪爆发的频谱演化和强度演化来进行理论解释急需毫米波的观测资料。看到一些正常新星中的恒星射电发射的特殊情况,其中一些是在厘米波段已经观测到的。在新星爆发光学发亮开始后的几小时之内可以在短毫米波段观测到膨胀着的新星壳层的热辐射。这样我们就有机会从新星诞生到它几个月或几年以后消失详细地跟踪观测和研究新星壳层的热演化。

#### 4) 河外目标:

在很宽的射电波段上对所有类型的河外目标和类星体已经观测了好多年了。它们在几厘米和更长些波长上的射电性质已经十分清楚了,虽然理论上的了解充其量来说还保持着初步的水平。由于现存仪器的灵敏度限制,到目前为止,只有一些最强的源进行过毫米波观测。现在可用的红外资料到 $350\mu\text{m}$ ,用25米望远镜来填补毫米波的空白,将要完成X-射线和远紫外直到米波的频谱复盖。毫米波资料对了解星系射电辐射特别有价值,因为精确的在这个波段和远红外的资料将能最严格地检验理论模型。

毫米波辐射主要来自稠密的(直径 $<1''$ 的)致密区。它们和类星体以及各种类型的星系核相联系。它们常常发生在延伸的双源的外层部分。它们的射电频谱在厘米波段常常是复杂的,在几个月或几年的过程中有着引人注目的变化。在最短的那些波长上,变化最为剧烈。来自这些目标的增强红外辐射是相当普遍的。其变化过程是在快速的释放着大量的能量这一点是清楚的,虽然其性质知道的很少。它们的频繁的变化不适合现在的理论模型,而且在光学波段也变化着的源一般的显示出它们的光学和射电的起伏并没有相关。了解这种高能目标,其中很多要求加上精确的毫米波资料。

#### 2. 谱线观测:

##### 1) 运动学和动力学:

这个题目包括研究巨大分子云的坍缩和碎裂以及在银河系和其它星系中恒星的形成,从



恒星流出质量和气体运动等有关问题。

目前星际分子观测的目的多半是指出大而稀薄的星际云在它们坍缩和最后碎裂成恒星或星团的过程中的发展阶段。这是因为分子可以做为一个工具用于研究稠密的、冷的和不透明的星际云。然而由于分辨率的限制,若干演化过程的细节还使我们捉摸不透。星际分子云在它们坍缩过程中主要是受制于旋转、重力还是内部能源产生的湍动呢? OH和  $\text{H}_2\text{O}$  的微波激射和另外的在云中无微波激射的分子云间的关系是怎样的呢? 一般地说,分子、微波激射源和红外目标、一些用厘米波干涉测量得到的在巨大的分子云中发现的,非常小的致密H II区之间的关系是怎样的呢? Herbig Ae型和Be型恒星发射线目标的性质是怎样的呢? 以前认为是由有胎盘状分子云环绕的主星序前恒星体,它是用红外和CO线热烈研究着的目标。有关上述各种关系的线索,用现在1'的分辨率似乎可以研究,但仅仅是对于猎户座附近的区域。在这里,用毫米波已观测到一个快速旋转的盘面,在它的中心是 Kleinmann-Low 凝聚红外目标。这个系统的质量几乎是 $500 M_\odot$ ,非常类似于猎户座四边形的星,而且,它们与H II区联系。结合着猎户座分子云和星团的年龄的估计,这似乎是这样的一种区域,在其中,在 $10^7$ 年内,每 $10^5$ 年的一些爆发产生了恒星。每一个爆发约有 $500 M_\odot$ 的物质脱离总的云的质量( $10^6 M_\odot$ )形成新的恒星。不过由于分辨率不够,我们不知道猎户座的图象是否为星系中恒星形成的典型的图象。用25米望远镜将大大增加观测区域的数目,来研究回答这个问题。

高分辨本领以及较高工作频率应当允许检测任何分子云中的超密区域,因为恒星正在分子云中形成,这种区域一定存在。这样可用25米望远镜对原恒星发展为自发光前的决定性阶段进行观测。可以检验一下一个特别有兴趣的假定:即太阳前星云是一个较大的星际分子云。甚至在猎户座这样的距离上,这样的云也不能用25米望远镜分解,但是如果它们真的是正在释放分子到总的分子云中去的话,有可能观测接近这些目标的分子的丰度和速度的特征分布。

需要用较高的分辨本领来解决和拱星分子云以及围绕红外星如IRC 10216和CIT-6的尘埃壳相联系的问题。还有一类问题是包含在这种壳层中的质量显然很大,它是怎样维持其稳定的结构的呢? 较高分辨本领将可以建立这些角径1'或更小的目标的密度分布并可解决这样的问题,即是否它们以相当的速度释放分子到星际介质中去。确定这些星中更精确的同位素的比和取得进一步的核发生过程的知识是很重要的。

在CO分子广泛分布的情况下,可用在1.3mm观测 $J=2-1$ 跃迁的简单而方便的方法来把现在可得到的分辨率提高一倍,因为已经发现这个较高位跃迁所给出的亮温度可以和2.6mm上的 $J=1-0$ 跃迁相比较。25米镜子在1.3mm毫米束宽 $13''$ ,这就使我们能研究在星系动力学中心的1个秒差距范围内的气体运动。通过观测H II区中的“象鼻”结构和“凸缘”结构可以研究星际介质的热和冷部分间的跃迁区域,因为它们是星际冲击的表现。最后,除了现在用21厘米来获得的结果外,用25米的较高分辨率观测CO跃迁还可以研究其它星系的旋涡状结构。

## 2) 运动学和化学:

这些课题间的相互关系已由不同分子类的谱线轮廓的多样性显示出来了,特别是在猎户座A和人马座B核心附近的分子类。至于为什么这些表现上不同的目标一定是那些新分子的丰富的原粒子问题,我们至今几乎没有线索。

在猎户座A附近的分子的核心和Kleinmann-Low红外星云以及 Becklin红外星相吻。后面这两种星看来是深深嵌在约 $500 M_\odot$ 的旋转着和坍缩中的“波峰”之中。在红外星云的位置,

在很宽的速度范围已经观测到没有分解的 OH, H<sub>2</sub>O 和 SiO 的脉泽辐射源。奇怪的是, 观测到一些无脉泽辐射的分子类具有宽、弱和空间上未分解开的部分, 而其速度轮廓几乎和某些脉泽辐射的相吻合。可能在靠近云的核心地方有一个热而稠密的拱星壳层, 引人入胜的是建立在毫米波和远红外波段脉泽无脉泽辐射源间的关系。猎户座 A 分子云中心似乎是正在碎裂成各式各样的较小的云块, 而用 25 米望远镜则可以容易地研究它们。

按 25 米镜的分辨率几乎可以肯定能在星际云的小而稠密的区域中发现新的分子。如果这些区域是在高温中 (当在原恒星目标附近, 如 Kleinmann-Low 星云) 当许多耐熔类分子从尘埃颗粒的表面挥发出来的时候, 我们可以期远发现它们。一些分子类, 如 PN、MO、FeO、HCP 和 SiC 都要求是在高温, 存在于气相。许多重金属的氧化物和碳化物在实验室仅是近似知道, 在星际空间检测它们将提供精确的、有用的频谱资料。热而小的核心也可能是可检测的脉泽发射源或是各类分子激发振动态发射源, 以此来澄清脉泽泵浦机制的真正性质。另一方面, 如果稠密区处在低温, 在颗粒表面上将出现非常复杂的分子类的催化反应, 这是非常重要的。这种分子有如丙炔醛 (CH<sub>3</sub>C<sub>2</sub>H), 重乙醇, 烷烃和芳香环。

关于化学和运动学相互关系, 作为最后一个例子, 我们引证碳星 IRC 10216 和 CIT-6 的延伸壳层的分子发射。这里, 毫米波谱线轮廓已提供了把气体和尘埃从恒星表面抛到周围的星际介质中去的机制的详细情况。分子观测似乎是证实了许多四十年前得到的富碳环境的化学概念, 我们观测到的分子必定是在恒星大气外已经经历了一个超声连的运动过程。25 米镜子将分解这个延伸的色层, 允许更好地解释在若干近红外波段发现的壳层。这样, 观测较年老的色层的分子谱线结合着观测较年青的色层的连续谱, 使我们能认识这些星在几万年过程中的热历史。

### 3) 星际化学:

具有高的角分辨率的 25 米望远镜对了解星际云的化学将是重要的。为了较好地估计分子的相对丰度 (是在云中深度的函数), 取得如 CN、N<sub>2</sub>H<sup>+</sup>、HCO<sup>+</sup> 和 HCN 等分子的详细的分布是必不可少的。例如已经知道 C<sup>+</sup>, 在现在的分子形成理论中是重要的, 它显示出在云中随着深度增加其丰度陡然减小。如果在分子的丰度和紫外辐射源间存在相关, 发现这种相关是重要的, 因为这种辐射可以阻止分子在冷尘埃粒子上冻结。为了分子丰度和红外源也要寻找位置相关。总的说当分子的分布更清楚地描划出来时, 就可更好地了解离子-分子和颗粒的催化反应。

分子形成可能发生的其它的位置, 包括膨胀的新星的余迹和亮凸缘以及电离氢区附近的“象鼻”结构。要求高的角分辨率来分开和证认冲击区。

至此讨论的化学上的考虑, 更多的是依赖 25 米镜子的较高的角分辨率, 而不是它的较高的限制频率。在 1mm 波长或更短的波长上的观测能力将把具有一个重原子核的整个一类新的分子带入射电天文学。然后还可能观测许多星际介质中不稠密部分。至今, 只有一个重原子核的分子一般只有在光学和紫外观测到过。但是其中许多分子的旋转跃迁可以通过短到 1mm 的大气窗口观测到。表 6 列出了在 3900 米高度上, 对应于在天顶大气吸收 < 6db 的那些波长上的一些跃迁。因为谱线强度很强地随频率的增加而增加。表中列出的轻而高的反应类能在中等密度 (100—300 氢原子/cm<sup>3</sup>) 的云中检测出, 只要柱密度至少达到 10<sup>12</sup> 粒子/cm<sup>2</sup>。这和光学上确定的 CH 和 CH<sup>+</sup> 的丰度可以比较。在那种变得稀薄的云中研究分子的重要性基于在低密度处能发生有限数目的反应。如果我们能了解这种星际化学演化的光兆相, 我们就可较好地仿做更复杂的, 当云收缩和变得更稠密时的反应。

由于射电测量高的频谱分辨率，轻类分子的观测提供和光学资料作比较的可靠的标准。特别是精确的多普勒线宽射电测量将有助于解释在紫外观测到的饱和离子（如 $C^+$ ）。 $MgH$ 和 $AlH$ 相对于它们的离子的强度将是紫外和光学通量到达中等密度的或稠密的云的内部的灵敏的指示计。

表 6：在波长0.7mm到1.2mm具有基本跃迁的分子

分 子	基 态	波数( $cm^{-1}$ )	波长(mm)
$MgH$	$2\Sigma^+$	11.4692	0.872
$CaH$	$2\Sigma$	8.4593	1.182
$NaH$	$1\Sigma^+$	9.667	1.034
$AlH$	$1\Sigma^+$	12.5956	0.794
$NH^+$	$2\pi\gamma$	13.02	0.768
$MgH^+$	$1\Sigma^+$	12.6192	0.792
$AlH$	$2\Sigma$	13.128	0.762
$H_2O^+$	?	11.488	0.870
$CH_2$	$2\Sigma^-g$	(7.8)	(1.282)
$CH_3$	$2A_2''$	(9.57)	(1.045)
$PH_2$	$2B_1$	12.312	0.812
$PH_3$	$1A_1$	8.382	1.193

#### 4) 激发机制:

详细研究形成分子谱线的跃迁过程要求至少观测两次跃迁、但目前低分辨本领严重地阻碍了这方面的努力。为减少关于亮温度分布的假定，我们必须在相同的分辨率（是指在一组谱线中最长波长的分辨率）来比较所有给定种类的谱线。如 $CS$ ，具有谱线 50,100 和 150 GHz，现在它的激发机制的研究基于约3'的分辨率，这是较高位跃迁的整个角范围的一半。增加分辨率将相应地增加在分子云中的光深和激光机制的了解以及大大地改进对分子丰度的估计。在具有反常抽吸的多原子类的情况下，象甲醛，高分辨率观测将帮助我们确定那一种解释是最接近正确的。

最后我们注意到若干重要分子类的证认仅依靠单次跃迁的观测，这包括如 $HNC$ 和 $HCO^+$ 。要证认它们在沒有另外的跃迁观测（这是25米镜了解以达到的）所证实的情况下是不可能确

#### 5) 氢复合线

定的。

在非常短的波长上用25米镜观测氢复合线有助于发现在 $H II$ 区中的相对冷和较稠密的凝聚区。电离气体愈冷和愈稠密，频率就愈高，在那里复合线对连续谱强度的比达到最大。长于2 cm的观测是在10000K左右温度灵敏的，密度是 $3000cm^{-3}$ 数量级。最近3mm观测发现了小节，它是较冷的（ $\sim 7000K$ ）和较稠密的（ $\sim 30000cm^{-3}$ ）。在1 mm将可观测到其温度为5000 K和密度为 $10^6cm^{-3}$ 的小到0.001秒差距的节。实际上这些可能是在非常早的自发光级段的恒星或可能是仍嵌在稠密的分子云中的早型星，这些观测将检验目前的有关星前星云的概念，并且它仍可以揭示静止的、不落物质到环绕新生恒星的电离区域去的效应。

### 3. 10米直径毫米波射电望远镜

加州理工学院物理系Robert Leighton教授领导着一个小组采用一次加工法研制10米直

径的毫米波天线。真正投入工作的只有5—6个人，在一间约  $20 \times 40$  米<sup>2</sup>的较简单的工房中加工并测试。精度可达0.15mm, rms。

国家射电天文台的研制25米毫米波射电望远镜的同行也以赞赏的口吻介绍说：“你们去 Leighton 教授那里去看看他们的 10 米天线加工吧，他们和我们不一样，用的是一次加工的方法，精度可达0.15—0.20mm”，Gordon也曾说以后要买一个Leighton的10米天线把现在放在基特峰的11米天线抛物面换下来。加州大学Berkeley分校天文系在介绍他们的 6 米直径毫米波镜子时也说过Leighton 的10米做得比他们的好。对这个方法反应是肯定的。但因为还在加工‘试验’其工作尚未发表。此次只听到一些口头介绍，没有文字资料。

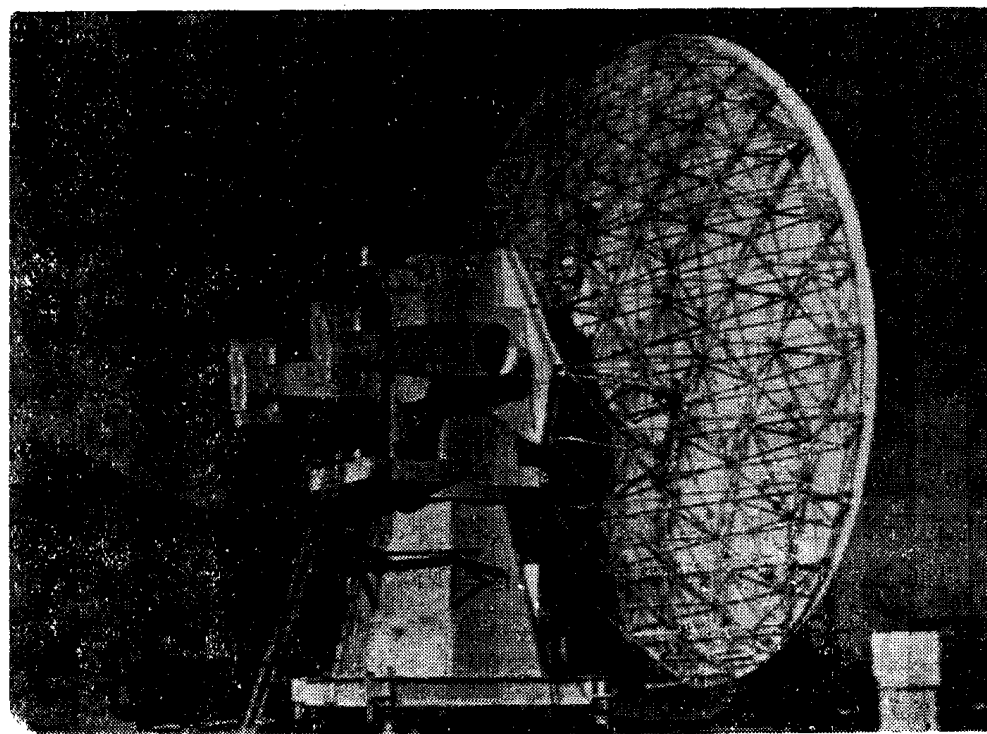
这个10米天线系列（因为不止做一台）准备主焦工作，不加复罩设备。已做好的一台称 № 0 天线，已在Owens Valley射电天文台安装好了，正进行调整，（图ⅢB42）有打算要把在加州理工学院车间中加工已近结束的№ 1 天线替代已安装的№ 0 天线。计划中的№ 2 天线也准备放在Owens Valley，以后和№ 1 天线组成毫米波干涉仪。计划中的№ 3 和 № 4 天线将放在新选的毫米波台址Cerro Gordo观测，并准备发展成亚毫米波设备。

#### （i）10米天线抛物面的加工

抛物面由若干块边长60厘米的六角形蜂窝板块组成，蜂窝板块则由薄铅皮夹蜂窝铝构成。蜂窝板块厚10厘米，铝皮薄于1mm。蜂窝直径 1 厘米。

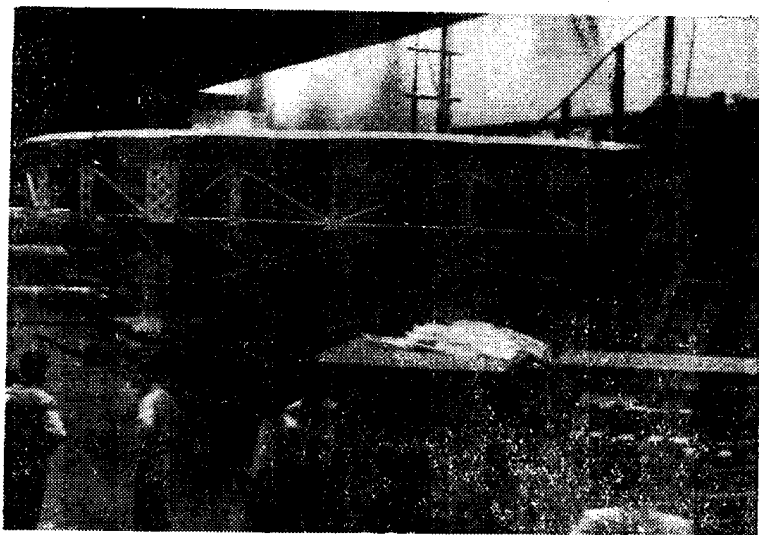
（1）加工程序是：抛物面的背架制成后，将蜂窝板块用螺钉固定其上。使用特制的刀具一次加工。面精度达到后，用吸尘器去除切削末，在蜂窝上加敷胶液，并将铝皮复盖其上，用抽真空法获得负压，使铝皮和蜂窝紧密胶粘。加工时蜂窝铝的加工是关键，铝皮复盖后不再加工。

加工时，抛物面向上，安装在一个垂直于地面的轴上，使抛物面可绕轴旋转。为旋转平



图ⅢB42 10米直径毫米波射电望远镜

稳用气垫轴承。一根水平轨道NM和抛物面模板轨道OM用支撑架连成一体(图ⅢB44—46), 刀具架E安装在OM轨道上并可在轨道上滑动。激光测具G可在MN水平轨道上滑动。



图ⅢB43 10米天线加工场

## (2) 加工精度控制

a) 要求轨道本身加工精度高 ( $0.1\mu$ ), 并安放水平。轨道MN边上有油槽。借激光测具G对转轴上参考点N和刀具架E的测量来控制刀具架E的位置和加工。

b) 要求天线转动平稳, 转轴要求垂直于地面。根据一个经纬仪观察与抛物面背架相连的水罐平面的变化来调整抛物面的平稳度和旋转轴的垂直度(图ⅢB47)。

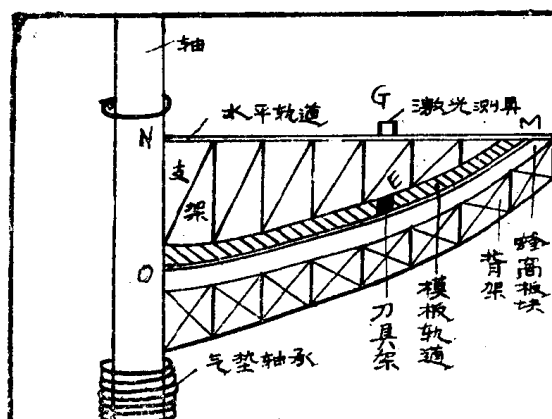
c) 考虑到由于六角形蜂窝板块无螺钉固定的三个点A、B、C和板块中心点O(图ⅢB48)在贴上铝皮后有凸出的趋势,故进行了“予失真”加工。即在抛物面背后使用一些支杆(图ⅢB49)上黑色细杆)和木板(图中黑色宽板)将各A、B、C、O点向上顶出(向抛物面凹面方向), 使这些点得到较多的刮铣。待加工完毕, 取去支杆, 各点将弹回原处。所得多余刮铣将和铺上薄铝皮后的凹出趋势相抵消, 以提高加工精度和误差分布均匀度。

以上加工步骤已能满足1mm波段工作的精度要求。

d) 如需进一步提高抛物面精度, 应改正重力在不同仰角上的影响。准备在各板块螺钉固定点D、E、F置加热器, 根据热胀冷缩原理用加热法进行调节。各点调节数值予先计算好, 根据仰角位置由计算机系统控制。

e) 为进一步提高精度, 在贴上铝皮后, 将测量得知的抛物面上微小的凸出部分用化学方法(硫化物?)腐蚀掉。

若采用上述后二项措施予期可得  $10\mu\text{m rms}$  的加工精度, 可工作到0.3mm波段。在只工



ⅢB44 10米天线加工示意图

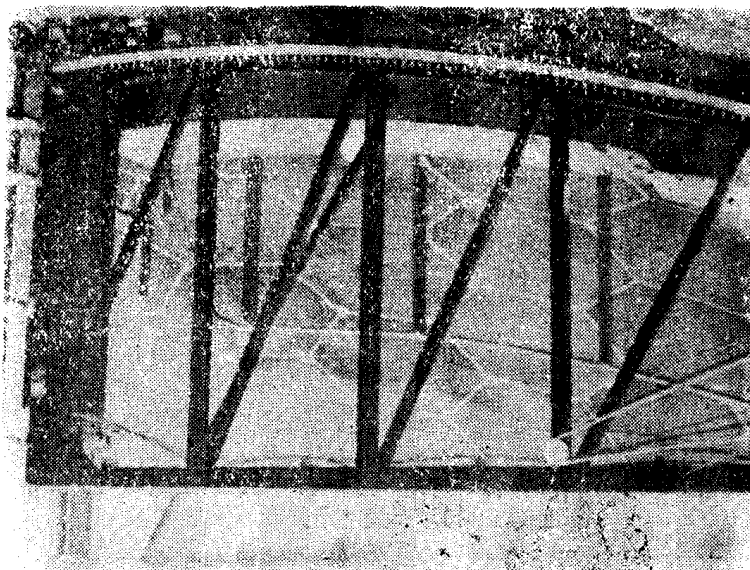


图 III B45 10米天线加工轨道和支架



图 III B46 10米天线加工的刀具架

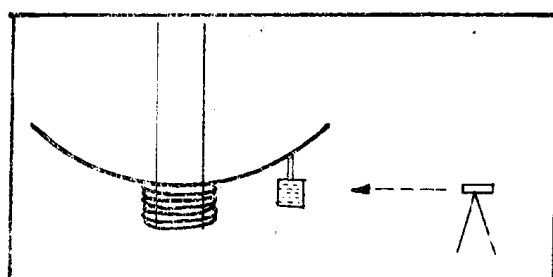


图 III B47 抛物面水平调整示意图

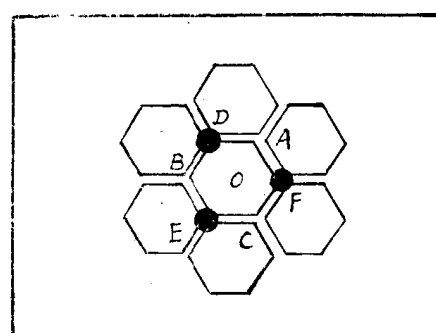
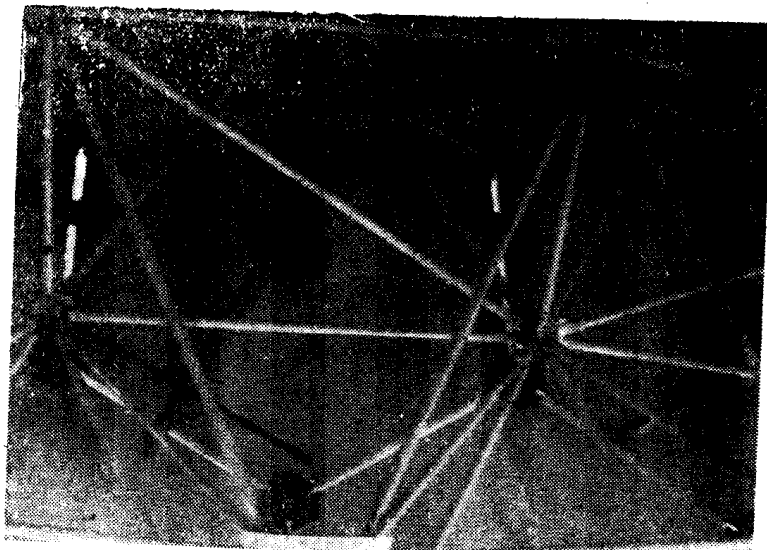
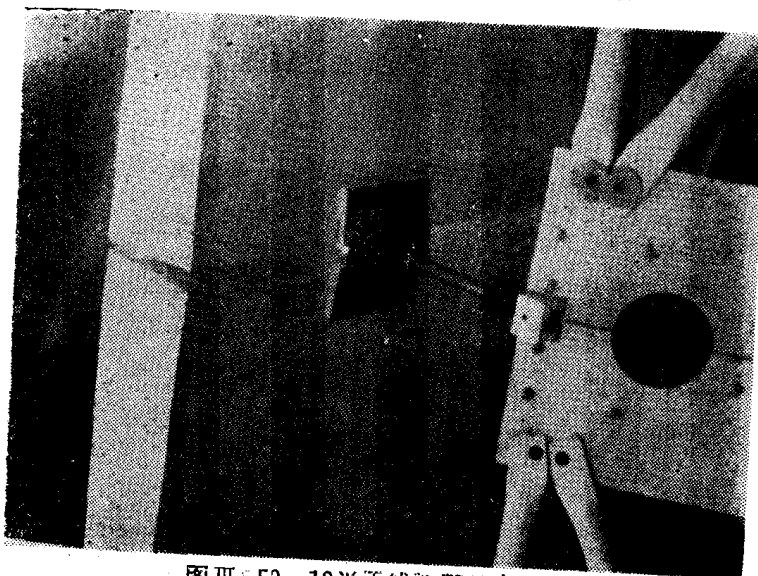


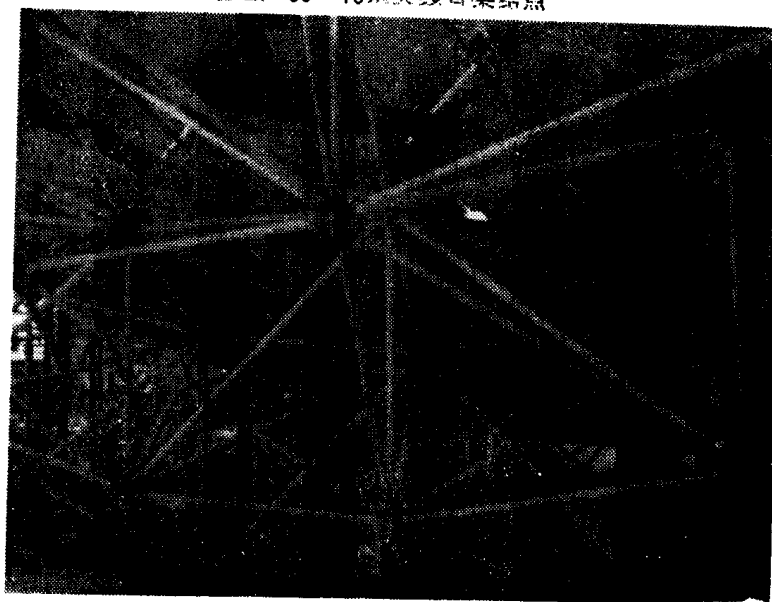
图 III B48 10米天线“予失真”加工说明



图ⅢB49 10米天线“予失真”加工支杆



图Ⅲ 50 10米天线背架结点



图ⅢB51 10米天线背架结点

作到 1 mm 波段时是不需用的。

#### (ii) 10米天线背架

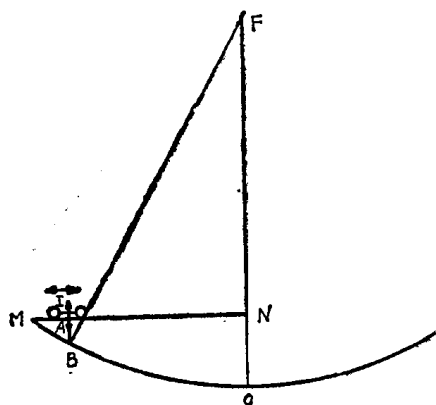
10米天线全部背架用等长钢管构成。钢管直径约 3 cm。使用前需进行弹性试验。每个蜂窝板块有三点与背架用螺钉固连。螺钉连结处可调节。整个抛物面有109个这种结点。背架结点结构如图Ⅲ B50—51。

由于背架是钢，面板是铝，将产生不同膨胀，二者结合处采用了活动结构。

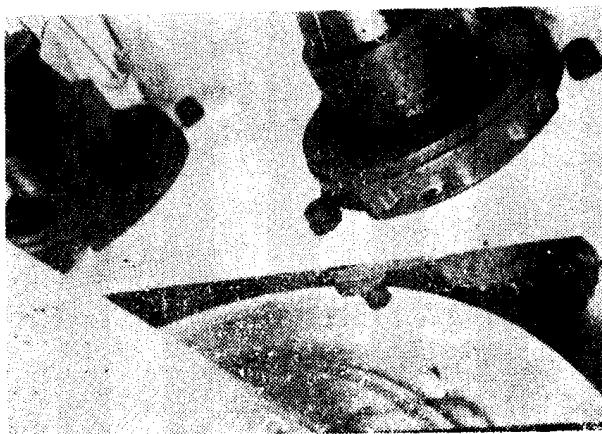
整个背架可拆卸成三块，便于搬运。六角形板块则可全部拆卸。

#### (iii) 面的检测和精度

检测抛物面是在轨道MN上取去激光测具G和刀具架E，置一个入/4氦、氖激光干涉仪I来进行的（如图Ⅲ B52）。检测时激光发射路径为A-B-F（F为抛物面焦点），并经焦点



图Ⅲ B52 激光检测面示意图



图Ⅲ B53 10米天线方位盘

反回（F-B-A）。测出激光路径即可算出B点误差。

和在加工时一样，通过抛物面绕轴。F旋转和激光器在轨道MN上滑动，可测得抛物面上任何点的误差。

面的铣加工精度，峰—峰 $25\mu\text{m}$ 。激光干涉仪检测精度 $0.1\mu\text{m}$ ，检测误差 $20\mu\text{m}$ 。面板导热性能良好，蜂窝热时间常数2.5分钟。背架阳光照射时膨胀误差 $25\mu\text{m rms}$ 。

检测结果说明背架加了支杆进行过“予失真”加工后，在A、B、C、O各点的误差较之未加支杆前大为下降，测出各误差的分布较前均匀。在1975年3月8日和1976年11月11日对抛物面№1用激光法检测过两次表面精度。测出面上各点精度范围为 $\pm (1-7) \times 25\mu\text{m}$ 。根据两次测得的结果，用计算机配最佳抛物面。此最佳抛物面和各测点之差大多数是 $1 \times 25\mu\text{m}$ 。

作重复性试验，把面板一块块拆卸下来，再装上去测，两次不符合程度在边缘最大，约 $200\mu\text{m}$ 。

副面是铝制的，加工精度，峰—峰误差 $5-6\mu\text{m}$ 。

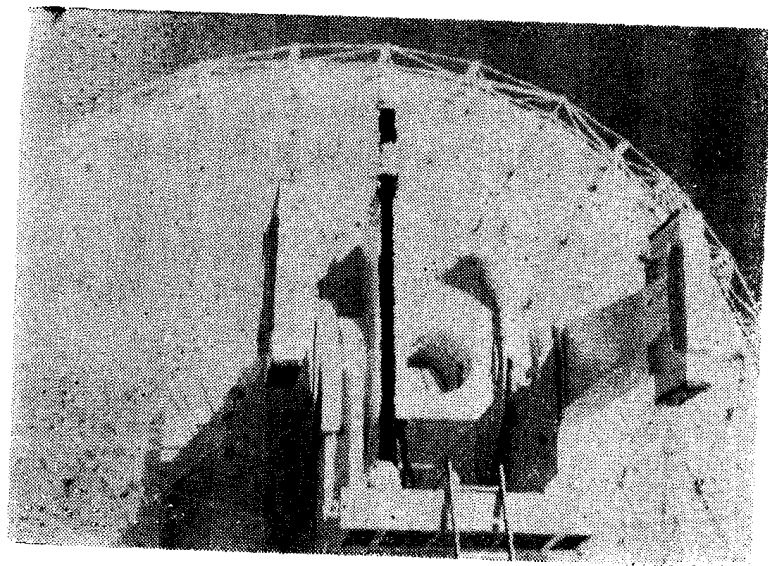
#### (iv) 安装调整

10米天线因为抛物面在加工中已进行过几次拆卸、调整，检测结果已说明重复性很好，故在Owens Valley装好后不准备再做面的调整和测量了。天线其它项目的调整、试验准备用一个1 mm的光度计，在安装结束后即着手开展。天线设计计算是按 $40^\circ$ 仰角考虑的，天线



调整将在这个仰角进行，机械绝对校准要求达到5"指向精度。

调整完毕后，在观测前还需用已知源作指向和流量的自动校准。即，使天线在峰值上、下、左、右作扫描，自动选取输出极大指向。



图Ⅲ B54 10米天线俯仰丝杆

#### (vi) 基座

天线水泥基墩要求比较牢固，№0天线的基墩深入地下0.5—1米（已接触到岩石），范围较大。基座要求用较大较重的钢结构。座架及传动部分比抛物面要贵1倍多。钢锥上面没有用很贵的轴承，只用了一些滚珠，以保证上部不致摇晃。方位盘1.5m左右直径，接到抛物面上去的电缆盘在上面可松紧半圈（图Ⅲ B53）。

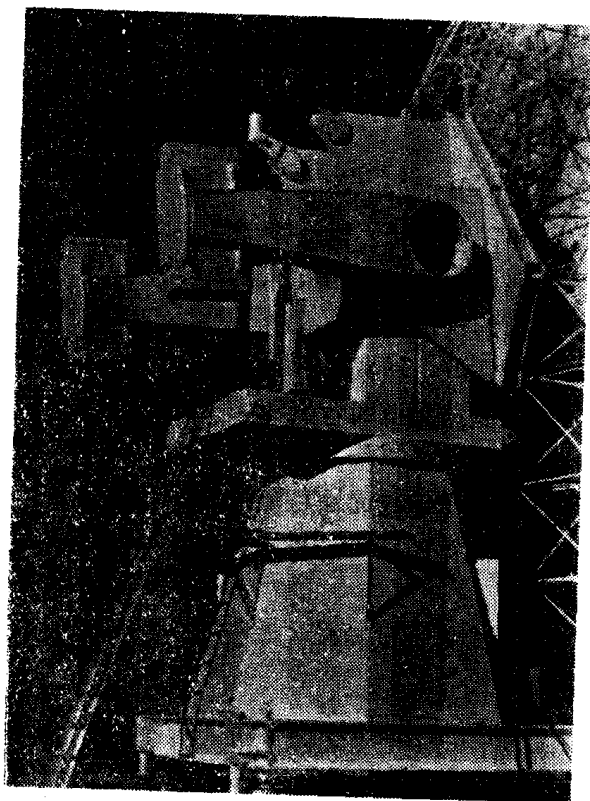
#### (vi) 伺服系统

用了二个1KW（可能是3/4KW）相反方向转动的半导体控制的直流电机进行方位驱动。用了20位基学码盘。

俯仰本来也是准备用两个马达和齿轮系统的，但为了省钱最后采用了两个700W直流马达直接带动丝杆的系统（图Ⅲ B54—55）。原准备用两根丝杆，后来只用了一根丝杆。快动速度可达20°/分钟。也用了—个20位光学码盘。

#### (vii) 气象条件和复罩问题

该天线设计的环境温度要求较宽，在天线部分温差小于5°C时可工作于1mm波段。天线露天放置时一般夜间温在此范差围。而通过在面上加敷白漆，白天也可达到1mm波长工作的温差要求。



图Ⅲ B55 10米天线俯仰丝杆

该天线设计在15哩/小时的风速下可工作到1mm波段。而由于Owens Valley是内华达山脉的一个峡谷(海拔2000米),两边高度为4000和4500米的山峰成为风的幕障,一般风速只达到5哩/小时。最大风速20哩/小时,只占年日数的20%。

Owens Valley的湿度冬天11月至3月是2—7mm,夏天最坏达10mm。

由于Owens Valley射电天文台隶属加州理工学院,并没有提供全国使用的任务,观测时间效率也就不必要求100%,他们准备在影响观测精度的风速条件下锁住天线,放弃观测,认为没有必要为20%的坏天气增加一倍的造价来做一个复罩。

## 参 考 文 献

- [1] Background Information on the 36-ft Millimeter-Wave Telescope. M. A. Gordon, Nov. 22, 1976 (系NRAO内部报告,存紫金山天文台,北京天文台,上海天文台)
- [2] A Guide to the 36-foot Instrument. John M. Payne (系NRAO内部报告,存紫金山天文台,北京天文台,上海天文台)
- [3] Millimeter-wave Spectral-Line Receiver-Local Oscillator and IF Sections. S. Weinreb. (系NRAO内部报告,存上海天文台)
- [4] 36ft Telescope Computer System Manual, Jan M. Hollis (系NRAO内部报告,存紫金山天文台)
- [5] Rev. Sci. Instrum., vol. 47, №1, 1976 J. M. Payne, J. M. Hollis, J.W. Findlay
- [6] A 25-Meter Telescope for Millimeter Wave lengths (系NRAO内部报告,存紫金山天文台)
- [7] Minimum-Noise, Maximum-Gain Telescope, I: Relaxation Method for shaped Asymmetrie Surfaces. S. von Hoerner (系内部报告,存紫金山天文台)
- [8] A 65 Meter Telescope for Millimeter Wavelengths, J. W. Findlay, S. von Hoerner (1972)
- [9] Design and Improvement of Tillable Radio Telescopes, S. von Hoerner (系内部报告,存紫金山天文台)
- [10] Hachenberg, O. 1970: Sky and Telescope, 40, 2.
- [11] Hachenberg O., Grahl, B. H. and Wielebinski, R. 1973: IEEE Proceeding, 61, 1288.
- [12] Hoerner, S. von, 1967, J. Struct. Dirision, Proc. Am. Soc. Engrs. 93, 461.
- [13] Japanese Design, 1973: "Design of a Large Radio Telescope" Telescope Design Committee, Japanese Academy Conference, June 1973
- [14] Wrixon, G. T. 1973. Private Communication.
- [15] Mather, J. C., et al. 1971, Astrophys. J. Lett., 170, L59.

## (三) 甚长基线干涉仪 (VLBI)

### 1. VLBI发展概况

VLBI是射电天文中六十年代后期新发展起来的一种技术。其历史还不到十年。下面简单地回顾一下它的发展过程。

干涉仪的分辨能力是和干涉仪的波长与基线长度之比成正比的。要提高分辨率,除了缩

短波长之外就是延伸它的基线。但是在VLBI问世前基线的延伸受到了很大的限制。因为一般的射电干涉仪的各个天线之间都需要用电缆连接或其它方法，如微波传输等方法把它们收到的信号连接起来。当距离超过几十公里时，用这些方法已是十分昂贵和困难了，如果为了进一步提高分辨率要求再延长基线时，则就很难实现了。但是随着科学研究的不断发展，人们对于进一步提高分辨率的要求也越来越迫切，正是在这种情况下才促成了VLBI的产生和发展。

VLBI主要特点是干涉仪的二端是完全独立的，不需要任何东西把它们连接起来。二端的每个站都有自己独立的本振系统，被接收的信号则用磁带记录器记录下来，以后再放到一起进行相关处理，所以有时也把VLBI叫做磁带记录干涉仪。由于具备了这样的性能，因此基线的延伸就不再受到限制了，可以把不同的天线放在地球的任何一个地方，需要的话甚至可以放到地球外的某个地方上去。VLBI系统原理框图示于图ⅢC 1。

VLBI最早出现在1965年，当时美国的Florida大学有个研究组为了探测木星爆发的区域，使用了各自独立的磁带记录干涉仪，结果获得了在当时来说还是很不错的分辨率— $0.1''$ 。虽然它的设备和精度现在看来是很简陋的，但这确实是VLBI的首次尝试。接着在1967年加拿大和美国几乎同时地发展了二种不同的VLBI系统。

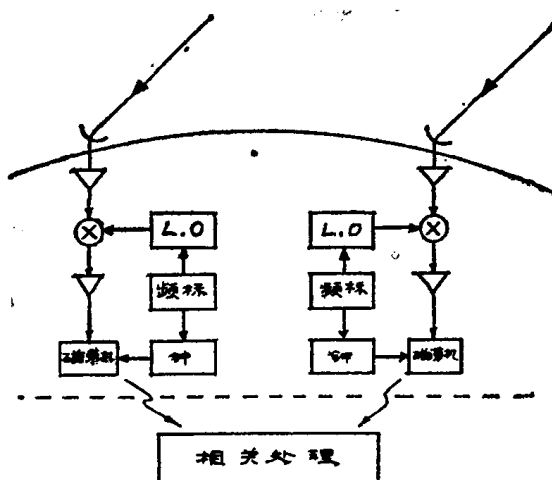
加拿大系统是采用电视录象机作为记录终端并记录模拟信号，美国则采用通用的计算机的磁带机来记录数字化的信号。加拿大系统虽有频带宽、灵敏度高的优点，但是模拟信号的处理很不方便，因此后来就不采用了。

美国的这个系统虽然频带窄(360KHZ)、但它记录的是数字化信号，能和计算机配合使用，所以比较方便灵活，后来就发展为国家射电天文台(NRAO)VLBI Mark I系统。以后美国国家射电天文台又吸取了加拿大系统频带宽的优点也采用了电视录象机来作为记录终端，记录数字化信号，于是就发展成了目前世界上比较普遍使用的VLBI Mark II系统。目前世界上大约有近二十个射电天文台有VLBI的终端设备，大部分是Mark II，也有一部分是Mark I。它们经常进行国际性组网观测。不过Mark II系统必须用专用的处理机来处理它的数据，而这种Mark II的处理机在世界上目前还只有二个，全在美国。瑞典正在进行研制，尚未完成。

VLBI在早期主要是利用其高分辨率的特点来研究一些致密射电源的角径、结构等，包括对类星体、分子云和星系等。这些研究已取得了一定的成绩。目前，随着VLBI这项技术的发展，除了继续作为研究致密源精细结构及其演变的一种强有力的手段外，已逐渐把它的应用范围扩展到天体测量和地球物理方面。这方面工作主要是在美国进行，下面还将作进一步介绍。

## 2. VLBI测量的基本原理

VLBI的基本原理是和通常的射电干涉仪一样的。但由于VLBI使用了独立本振以及



图ⅢC 1 VLBI系统原理框图

基线很长等原因, 所以VLBI能测得的量和一般干涉仪有些差异。

目前VLBI基本的观测量有三个: 群延迟、条纹率和条纹幅度。

图ⅢC 2 是VLBI的简单的几何关系图。

从图ⅢC 2 我们可以得到

$$\tau_g = \frac{D}{C} \cos \theta \quad (\text{ⅢC 2—1})$$

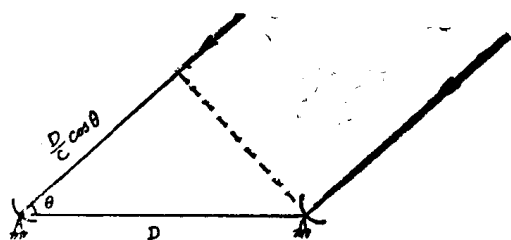
$\tau_g$ 是来自同一射电源的平面波到达干涉仪二端的时间差, 也即群延迟。 $D$ 为基线,  $\theta$ 为入射波与基线的夹角,  $D$ 是光速。其中 $\theta$ 随着地球自转而转化。上式可以用天球坐标改写为

$$\tau_g = \frac{D}{C} \left[ \sin \delta_B \sin \delta_S + \cos \delta_B \cos \delta_S \cos (H_S - H_B) \right] \quad (\text{ⅢC 2—2})$$

我们还可以得到条纹率 $f_F'$

$$\begin{aligned} f_F' &= f \frac{d\tau_g}{dt} \\ &= \frac{D}{\lambda} \Omega \cos \delta_B \cos \delta_S \sin (H_S - H_B) \end{aligned} \quad (\text{ⅢC 2—3})$$

式中 $\delta_B$ 、 $H_B$ 分别是基线延伸点在天球上投影的赤纬和时角;  $\delta_S$ 、 $H_S$ 则是被测射电源的赤纬和时角;  $\Omega$ 是地球自转角速度;  $f$ 、 $\lambda$ 分别为观测频率和波长。



图ⅢC 2 VLBI几何关系图

对于测地和天体测量来说, 主要就是利用 $\tau_g$ 、 $f_F$ , 根据式(ⅢC 2—2, 3)可解出所需要的各个参量。特别是 $\tau_g$ , 它随着带宽综合技术的发展, 测量精度越来越高, 而且通过 $\tau_g$ 可以获得基线的三个分量, 而利用 $f_F$ 则只能获得基线在赤纬方向的分量。不过这二者在射电源

定位方面有时可以相互补充。

另外, 如同普通射电干涉仪那样, VLBI系统通过对被接收信号的相关处理可获得条纹幅度, 并利用地球自转, 基线相对于东西、南北的 $u-v$ 平面上投影分量的变化获得条纹幅度函数, 从而可以用来测定一些角径很小的射电源的大小, 并估计它们的精细结构和演化。

不过由于VLBI使用出独立的本振, 而目前本振的稳定性以及对大气中电波延滞的掌握尚不足以能进行相位校正。因此还不能测出条纹的相位, 所以无法进行通常的富氏变换来获得被研究源的图, 而只能用一些模型去拟合以得到近似的亮度分布。不过近年来由于用出多站VLBI组网观察, 它就可以对一些致密源有较精确的了解。

### 3. 美国VLBI的应用与发展

#### (i) 概况

我们此次考察了美国VLBI工作开展较多的麻省理工学院(M. I. T.), Haystack射电天文台, 国家射电天文台(NRAO), 加州理工学院(C. I. T.)及其所属的Owens Valley射电天文台(OVRO)等单位。并和上述单位的有关人员以及喷气推进实验室(JPL)的一个VLBI研究组的某些人进行了座谈。

如前所述, 美国是VLBI发展最早的国家之一, 自那时起它就非常重视发展该项技术。目

前美国仍是VLBI工作进行最多的一个国家。在全球约廿个参与VLBI工作的射电天文台站中美国约占 $1/2$ ，VLBI技术方法的发展工作则基本上是由美国垄断。当前世界上二种主要的VLBI系统即Mark I，Mark II都是在美国以NRAO为主发展起来的。特别是Mark II专用的数据处理机世界上一共二套，全在美国的NRAO本部（Charlottesville）和C. I. T (Pasadena)。因此凡使用Mark II观测得到的资料都必须到美国去处理。

目前，美国一方面继续利用现有的VLBI系系来研究一些类星体、星系、以及分子云等致密源的精细结构及其演变，以探索一些天体演化方面的重大课题，另一方面则进一步发展这项技术。在应用上，除了上述的用于射电源的结构研究外，还用于地球物理和天体测量——有时被简称为测地VLBI。当前VLBI技术上的发展基本上是根据这二方面的需要而进行的。美国投入的力量是相当多的，目前大致上有三个组在致力于这方面的工作。他们分别是NRAO为主的一个组，M. I. T和Haystack为主的一个组，及JPL和C. I. T. 为主的一个组。第一个组的目标主要是研究源的精细结构方面，后二个组，及JPL和L. I. T. 为主的一个组。第一个组的目标主要是研究源的精细结构方面，后二个组的目标则主要是发展测地VLBI系统。下面就VLBI在美国的应用和发展方面谈三个问题。

#### (ii) VLBI在射电源精细结构方面的研究和应用

VLBI一出现，就以它高分辨率的特长首先被用来研究一些致密源的角径大小。相对位置、结构及变化等，目前这方面的工作仍在继续进行，NRAO是其中的一个主要基地，它的一个性能很好的140呎射电望远镜每年约有25—30%的时间被用来和其它台站作VLBI观测。目前他们的研究对象主要是类星体、分子云、星系核等射电源的精细结构及其变化情况。如其中著名的类星体3C 273、3C 279中二个子源的分离现象中曾有过轰动一时的所谓“超光速事件”，他们对此现象仍在进行观察和研究。星系结构、类星体与星系核之间的关系等也是他们比较关心的研究课题。到他们那里参与VLBI观测的研究的除出NRAO本台人员以外，还有很多美国及国外的一些科研人员。

为进一步开展这方面工作，他们希望能克服二个困难：（1）VLBI观测由于本振和大气等原因目前还不能测得条纹相位，（2）参与VLBI组网观察的天线还太少，还不能有效地构成一个VLBI综合孔径以获得射电源的图像。他们希望能逐步克服上述困难而最终实现成像的目的。

首先他们希望在采用稳定性更好的本振并对大气影响作适当的改正后能粗略地获得条纹相位，此外他们还设想了一个方案，即用三架射电望远镜组合成一个闭合的三条VLBI的基线来观测同一个射电源，见图III C 3。这样它们之间的相对相位应分别为 $\phi_{12}$ 、 $\phi_{23}$ 、 $\phi_{31}$ ，尽管会由于本振和大气的影 响，使这些相位变化而不能确定，但是这三个相位之和当该是一个常量，

$$\text{即：}\phi_{12} + \phi_{23} + \phi_{31} = C$$

如果C有变化则一定是反映了被观测源的真正变化。这样就可以抵消本振、大气等的影响而能利用相位这个量更好地来研究源的结构演变等问题。

第二方面的努力是希望实现VLBI综合孔径成像。目前他们已能逐渐把VLBI组网观测的台站增至7个，这样就有21条基线，可以将U-V平面较好地覆盖，已能开始搞综合孔径成像工作。但他们希望能有更多的基线参加这一工作，以

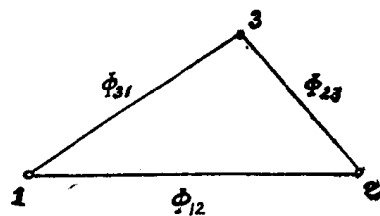


图 III C 3 NRAO设想用一个△形的VLBI网来检测条纹相位

获得更精细的射电源图象。

NRAO还在准备作这样一个试验,即用通讯卫星作中继站来实现VLBI的实时处理,这样它就可以革掉磁带记录器这一部件,而磁带记录是目前限制VLBI系统带宽不能提高的一个障碍。因此这个方案不仅能大大加快VLBI数据处理的速度,而且必将使VLBI系统的灵敏度大大提高。

NRAO还在继续研制Mark III系统,其特点就是宽带,它的瞬时记录带宽可达56MHz,而Mark II系统只有2MHz。这样就可以使VLBI系统灵敏度大大提高,从而可以对一些微弱的射电源进行有效的研究,这是很需要的,因为随着对源的结构的研究越来越细,它的灵敏度要求也就越高。如一些射电源的核,它有时只有该源总强度的1%左右。对于较强的源,灵敏度的提高也能使系统的信噪比进一步提高,在较短的时间里研究更多的源,当然Mark III系统对测地VLBI系统来说也是有很大意义的,这在下面还会提到。

### (iii) VLBI在测地和天体测量应用方面的研究

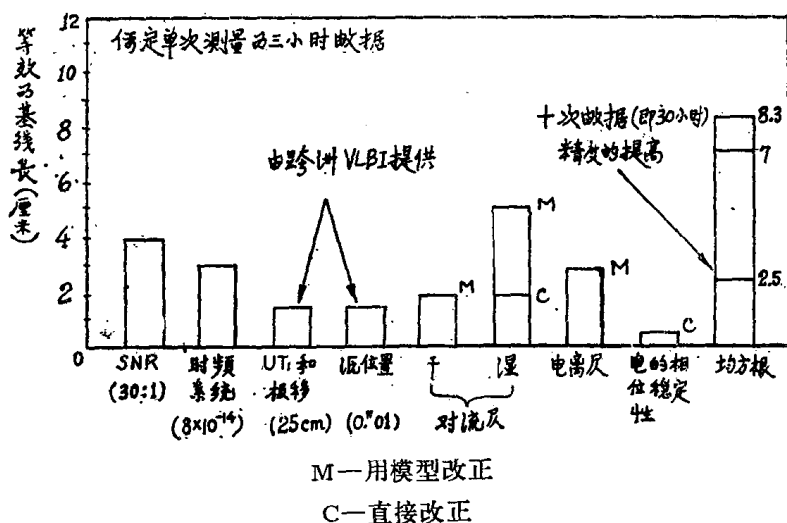
由于VLBI在测地方面的应用上有些特殊要求,因此初期的VLBI没有能用于这一方面。直至氢钟作为本振用于VLBI以及VLBI系统的稳定性及相位校正技术有了改进之后才使这方面的实际应用有了可能。

最早的射电源VLBI定位是在1969年由美国宇航局的深空跟踪站Goldstone—澳大利亚的Tidbinbilla之间的基线上进行的。当时获得了 $1'' \times 33$ 的定位精度<sup>[1]</sup>。最初基线测量的实验是1969年在Hoystack—NRAO的Green Bank之间的845公里基线上进行的,其结果约有一米的弥散度。在这之后对测地VLBI系统进行了一系列技术方法上的改进,特别是发展了带宽综合技术,结果在1972年—1973年,在Goldstone—Haystack长达3900公里基线上获得了 $0''.1$ 的定位精度,基线测量精度的为20厘米,UT<sub>1</sub>约为2.9ms。这次实验是迄今为止公开发表的结果中精度最高的一次<sup>[2]</sup>。不过在这次实验中尚未使用大气路径改正的一些技术。据我们这次在美期间的了解,他们近年来已开始运用大气路径改正的一些方法,虽然还不理想,但是其结果已较前有了明显的提高。据Haystack台A. E. E. Rogers向我们介绍,目前定位精度已能达到 $0''.05$ ,几千公里的基线测量可达10厘米左右的精度。从这里我们可以看到,经过这段时间的努力,精度已提高了一个数量级。目前的精度已达到可以和一般常规手段所能取得的精度相比拟的水平,有的还有所超过。

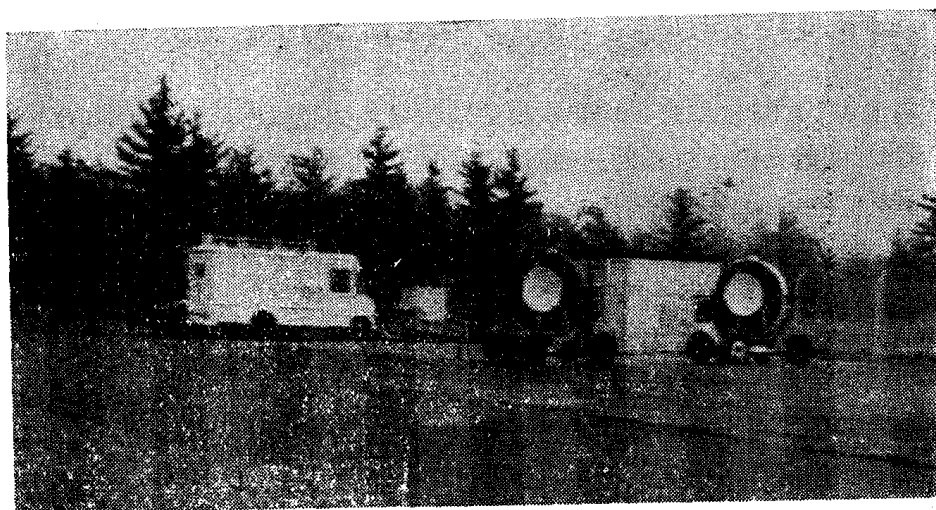
影响测地及天体测量精度的因素是多方面的,有信噪比,时频系统稳定性,UT<sub>1</sub>和源的位置的误差,大气路径等等。经过前几年的努力,系统的性能已有很大提高,和它有关的几项误差有明显的缩成,因此大气路径改正的误差已显得比较突出,成为当前影响测量精度的一大障碍。图III C 4是以一个300公里基线测量为例,给出了各项误差的大致估算,供参考<sup>[3]</sup>。

大气路径改正包括电离层和中性大气层二项。电离层路径改正的问题一般认为还是比较容易的,因为电离层对无线电波路径的影响与波长的平方成反比,只要用一个频率相隔较远的双频道的VLBI接收系统同时进行观测,即可求出对电离层较为精确的改正值。目前他们正在准备装配S/X双频道VLBI系统以用于上述目的。

中性大气的改正则比较困难。而其中干燥大气还比较容易地可以改正至2cm以下,但潮湿大气就更困难了。据了解,目前的水平大概在5cm左右(Haystack天文台Rogers反映)。主要的办法就是通过各种方法测定大气中水汽含量而后结合各种气象数据用模型拟合方法予以改正。在我们上述的参观台站中都有水汽监测设备。图III C 5是Haystack台的水汽微波辐

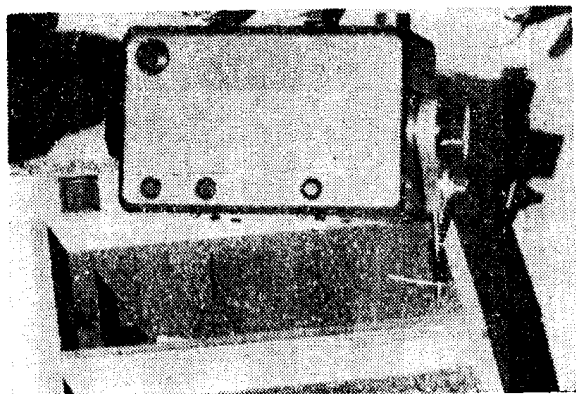


图ⅢC4 一个300公里的VLBI基线测量的各项误差估算



图ⅢC5 Haystack台用于VLBI水汽测量的辐射计

射机设备，它希望通过测量天空中 $H_2O$ 谐振线附近的二个频率上的亮温度，最终可以改正到  $1 - 2 \text{ cm}^{(4)}$ 。



图ⅢC6 OVRO红外水汽测量装置

OVRO的水汽监测比较粗糙，他们用的是一个红外水汽测量装置。使用时，把它对准太阳，通过两个滤光片来测量太阳光的红外线在水线和非水线之间的强度差异，通过定标就可确定大气的水汽含量（见图ⅢC6）。不过他们已计划去购置微波水汽辐射机。

JPL也是用微波水汽辐射机的方法。据说已经过试验证明：如果在干涉仪基线二端都能用上经过无线电探空和特殊的气象飞机

独立校正过的微波水汽辐射机，则在仰角 $20^\circ$ 以上可以校正电波路径至  $2 \text{ cm}$  之内<sup>(3,5)</sup>。总之在大气改正方面，工作目前正在进行之中，实际的效果还不是很理想。

VLBI用于测地方面工作搞得较多的即是上述的M.I.T和Haystack那个组，Goddard 飞行中心也有人参加该组工作。他们从VLBI问世之后就开始研究VLBI在测地和天体测量方面的应用，为测地VLBI系统的技术方法设备的研究和发展方面作出了一定的贡献。目前该组仍在继续这方面的工作，他们准备进一步发展和完善大气改正技术、带宽综合系统以及相应的数据处理方法，而且和NRAO一样，也在研制Mark III系统<sup>[6,7]</sup>。据Haystack台Rogers介绍，他们希望经过努力后，能在不久的将来把目前的基线测量及射电源定位精度提高5倍，即在几千公里的基线测量精度为2 cm，射电源定位为 $0''.01$ 。

#### (iv) 射电干涉仪用于地球测量的计划 (Aries计划)

Aries (Astronomical Radio Interferometric Earth Surveying) 计划是由JPL为主的射电干涉仪地球物理研究组在执行。该组除JPL外还有C. I. T. 等单位参加，共有30余人。

这项计划的目标是利用现已发展起来的VLBI技术，用可移动的天线站和固定的天线站（如美国NASA系统的深空跟踪站网）相结合的办法在全球范围布网，并进行经常性的观测，测定相互之间的基线分量以检测全球性和特定区域性的地壳变动情况，用于地球物理及地震方面的研究。

地壳相对变动的资料对于地球物理及地球动力学的研究是非常重要的，目前由于现有的方法测量精度不够，只能知道地球上各个板块间的年平均漂移值大约在3—15cm，还不能了解其短期的具体变动情况。如果Aries计划能够提供跨洲基线的测量在几厘米量级的精度，这将为地球物理和地球动力学的研究提供极为宝贵的资料，也可以为地震成因及预测工作的研究提供很有用的资料。

目前Aries计划准备首先把这一技术用于美国加州南部三条大断层的监测，以研究该地区的地震活动和预测。

近几年来，他们主要努力于建立一种可移动的VLBI站（又称Aries站）。这是很必要的，因为他们要监测某些特定区域的地壳变动情况往往需要很多个参考点的基线测量，而建立很多庞大的固定站显然是不现实的。所以他们就决定要建立一种可以移动的VLBI站，为了论证这种流动站的方法是否可行，他们做了一系列的实验。他们利用了一个从部队退下的9米天线，改装后安设在一个可由汽车拖动的基座上（见图III C7），采用铷原子频标，双频窗40MHz带宽综合及Mark II终端。从1973年到1974年在Goldstone 64米天线附近进行了试验，经过检验已证实它在307米的基线测量上获得了3 cm的精度，论证了这种流动站对于基线测量的可能性，从而完成了Aries计划的第一阶段。之后他们把这个Aries站移往加州JPL实验站附近的距Goldstone约180公里的地方再继续试验，结果获得了8厘米的基线测量精度。在这次实验中，他们使用了水汽微波辐射机作对流层的



图III C7 可移动的VLBI站 (Aries站)



电波路径改正。目前这个站已移到洛杉矶附近的Santa Monica山,以继续Aries计划的试验<sup>[3,5,8]</sup>。

#### 4. 美国现有的几种VLBI系统介绍

##### (i) 概况

美国经常参加VLBI观测的有六个台站,即 Haystack、NRAO的Green Bank, C. I. T的OVRO, 加州大学Berkeley分校的Hat Creek, Goldstone, Harvard Radio Astronomy Station (HRAS)。这些台站大部分是兼有Mark I和Mark II的,有的则只有Mark II。本振系统大部分是采用氢原子频标,少数的还有用铷原子频标的。接收系统大部分采用了低温参放,天线口径在上述六个站中最大的是64米,最小的是26米。工作波段一般是L-X波段范围,但也有到短厘米波,如1.35cm, 2.8cm等。

除已在应用中的Mark I, II外,尚有正在研制中的Mark III系统。这几种系统的基本原理与大致结构是一样的,主要区别在于采用了不同类型的磁带记录器而使带宽及数据处理系统有很大的差别。

下面准备着重介绍Mark II系统,而对Mark I及Mark III系统则作些简单的描述。

##### (ii) Mark II接收记录终端

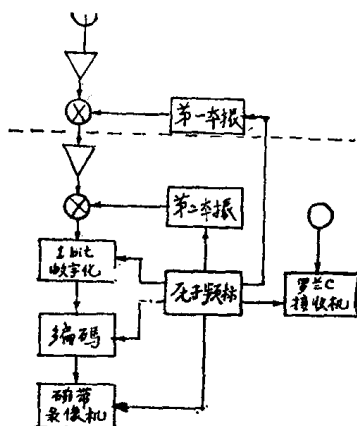
###### (1) 系统概述

整个Mark II系统可包括接收记录终端和专用处理机一部分。它是由NRAO的B. G. Clark等人发展起来的一种VLBI系统,目前是国际上用得最广泛的一种系统。它采用电视录象机作为它的记录器,记录一(二进)位(1bit)数字化信号。记录带宽2 MHz,每盘磁带可记录约1小时。目前一般反映是可靠性较差,特别是视频磁头旋转部分。不过现在已准备由原来的Ampex VR660c型改为IVC型录象机,据说可靠性会有所提高。另外该系统由于采用了电视录象机来记录数据,因此不能直接由计算机处理,需要Mark II专门的处理机作第一步处理。这虽然带来了一些不方便,但是由于使用了专用处理机,数据处理的速度就大大加快。经过专用处理机处理后,数据量被压缩了 $10^3$ 倍,这样再上通用计算机进一步处理时,就可以大大节省通用机的时间。

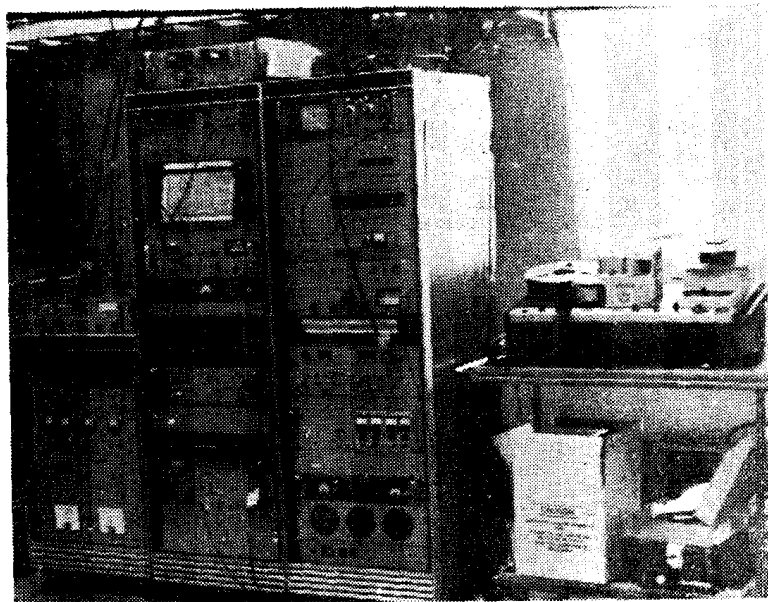
图III C8是Mark II接收记录终端的框图。信号从天线进入后经过低噪声放大器放大,一般要经过二级以上变频把信号转换为视频,而后就对信号进行削波、采样和编码,接着就和时间信号一起在磁带机上记录下来。图III C8中虚线以上是在天线上,虚线以下的则在控制室内。图III C9是Mark II终端设备在Green Bank 140呎控制室内的实物照片。

###### (2) 频率转换部分

这部分任务就是把被接收的信号转换为视频。在频率转换过程中要保持信号的相干性,当然主要是靠本振系统的稳定,但也要求各级频率转换过程中能尽量减小相位失真。这实际上就是要求混频器及跟随着的滤波器分别要有足够宽的频率特性和平坦的相位特性。第一级微波混频器往往采用商品化的宽带混频器就能满足要求了,在以下的变频中,一般都选择单边带方案,其原因似乎主要是双边带变频方案没有什么好处,反而会引起麻烦——因为要保持二个边带的良好的相位特性显然会更困难一些。第一级的变频则主要是用前置高放来抑制另一边带。为了实现单边带变频,往往在每级变频器前加上滤波器。在中频变换到视频的这级变频器,一般推荐使用Haystack台Rogers研制的正交混合环的单边带混频技术,该频率变换器可以对不需要的边带有25db的抑制<sup>[9]</sup>。频率变换部分最后向削波采样电路提供一个约



图ⅢC8 VLBI Mark II系统  
接收记录终端框图



图ⅢC9 在Gree Bank 140呎天线控制室内的  
Mark II终端设备

20dbm的视频信号电平。

### (3) 模数转换与编码

在Mark II系统中采用了最简单的1bit数字化方案。视频信号通过削波器“无限”削波后只保留了相位信息，大于零的为“1”，小于零的为“0”。采样率根据采样定理定为频带最高频率的二倍，因此对于Mark II系统2 MHz信号的频带来说采样率为4 Mbit/S。之所以采用1 bit方案是考虑到它和多电平方案相比，在有限的记录带宽的情况下，1 bit方案总的信噪比还是比多电平的方案来得高<sup>[10]</sup>。

通过削波、采样后，模拟信号就被转换为1 bit的数字化信号，这样的信号其频谱是在0-2 MHz范围内，由于电视录像机的视频记录磁头没有这样好的相对频宽响应，因此不能直接把它记录在磁带上。当然，在录像机内部有一个调频系统，它就是用来解决录像机在记录30 Hz—4.5 MHz电视信号时视频磁头频率响应不够的问题的。但是考虑到调频系统的载波5.5 MHz可能会和采样率4 MHz产生差频而引起麻烦，所以没有用它（据C. I.T., M. S. Ewing反映）。而是用了一种双相编码的办法，使数字化的信号频谱变为2 MHz—4 MHz，这样就可以直接通过视频磁头记录在磁带上，且简化了记录系统。

之所以采用这种双相编码（见图ⅢC10）还因为它是一种“自身计时码”（“self-clocking” code），这样可以使每个数据位里不仅有被接收到的射电流信号的信息，而且还有每个数据被接收到时的时刻信息——而这正是VLBI非实时处理中不可缺少的。

当然双相编码并不是唯一的一种方案，已有人提出来是否可以采用另一种更为经济的编码方案，如NRZI码（Non-Return-Zero-Integrated），这样有可能在使用目前Mark II记录器的基础上，通过对视频磁头的频率补偿，将可以把记录速率提高到8 Mbit—12 Mbit/s<sup>[11]</sup>。

#### (4) 记录

Mark II 系统的记录器是采用 Ampex 公司的 VR660C 型录像机。该机使用 2 吋宽的磁带，走带速度为 3.7 吋/秒 (约 9.5cm/s)，一盘 1000 呎的磁带可记录 1 个小时。双视频磁头，它们安装在一个圆盘的二边，圆盘以每秒 30 周的速度旋转着，使二个磁头依次和磁带接触 (稍有点重叠)，于是磁头与磁带之间的相对速度可高达 650 吋/秒，之所以能记录高达 4 Mbit/s 的数据主要就是靠它。另外它还有二个音频磁头，一个控制磁头以及一个专门用于清除视频磁迹用的磁头。

经过削波、采样和编码 (包括时间信号) 的数据被送入录像机后，不经过调频系统，直接由视频磁头放大器放大至 30 伏左右的幅度，再经过某些处理，最后通过旋转变压器耦合送入高速旋转着的视频磁头以记录在磁带上。电平的高低要根据磁带的性能而予以调整，使记录下来数据信号的波形前后沿尽可能地陡，不能大于 25ns，否则就有丧失数据的可能。在记录这些数据时，为了消除在记录和回放过程中有可能串入或漏掉脉冲的现象而引起计时误

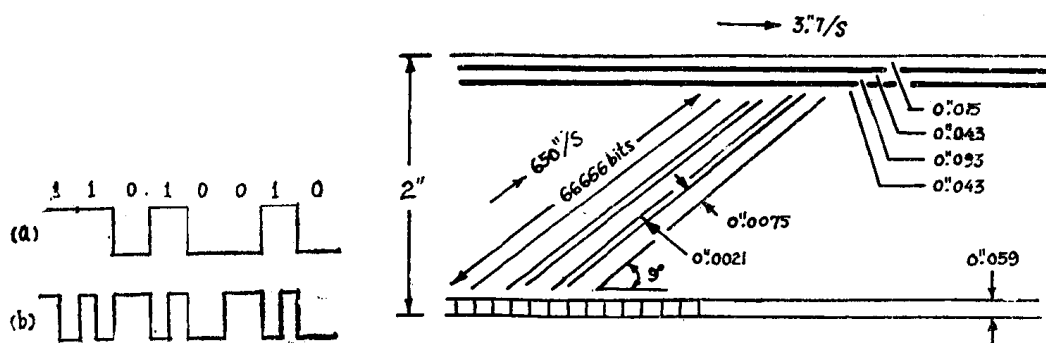


图 III C10 双相编码说明

(a) 典型的非回另形式的数字  
化数据

(b) 数据 (a) 的双相编码形式

图 III C11 Mark II 磁带上磁迹排列

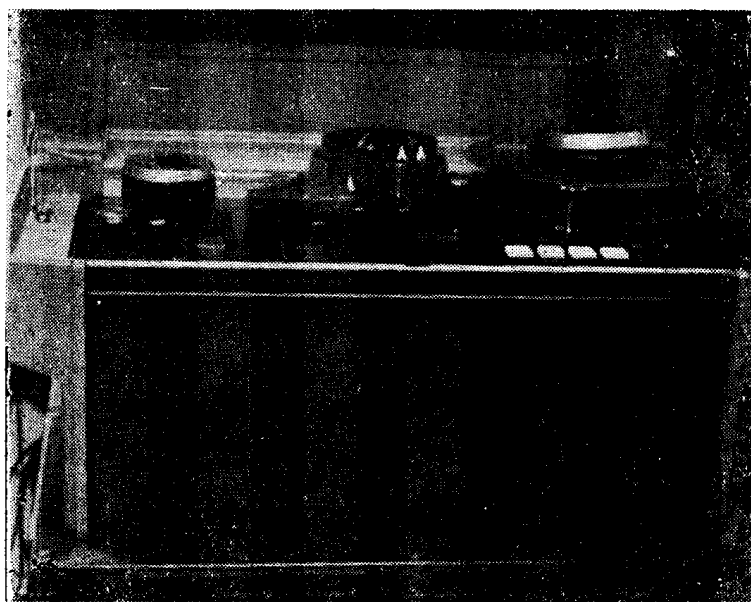


图 III C12 IVC825A 录像机

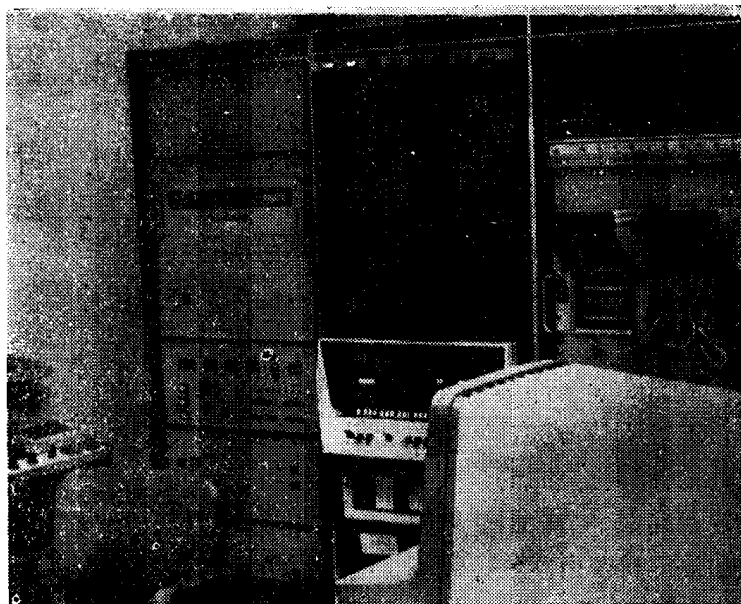
差，因此在数据中还每隔  $512\mu s$  插入一个时刻校正信号，同时记录在磁带上。一个音频磁头则用来记录该数据所取得的大致时间，包括日、时、分、秒。也是以双相码的形式记录。具体的磁带上磁迹排列图见图ⅢC11。

据反映 Ampex VR660C 型录像机的性能不够好，除了可靠性较差外，其内部的稳定性，包括走带速度、磁头旋转等不均匀性在内大约在  $100\mu s$ 。此外通过记录、回放后得到的数据，噪声较大，需要用很多滤波、整形电路来改善数据波形，据说这也是比较麻烦的。

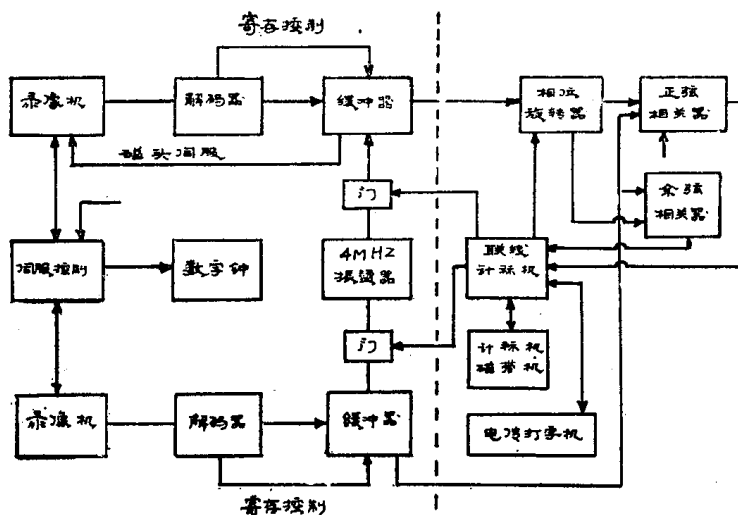
现在随着录像机的生产发展，性能的提高，他们已准备采用性能较好的 IVC (825A) 型取代 Ampex VR660C 型，这种新的录像机是单磁头，用 1 吋宽的磁带，据说它的性能——特别在可靠性与稳定性上要优于原来的，体积也比 Ampex VR660C 小于一倍左右。

### (iii) Mark II 处理机

Mark II 系统由于采用了电视录像机作为数据记录器，因此文不能直接上通用计算机处



图ⅢC13 NRAO的Mark II 处理机



图ⅢC14 NRAU Mark II 处理机框图

理,而是首先要用Mark II专用的处理机作第一步处理,而后再把它放到通用计算机上处理。图ⅢC13是NRAO本部(Charloitiesville)的Mark II处理机照片,它有三台录象机供回放使用(未照出),在照片上的三个机架分别是处理机中专用的硬件、联线计算机及其外围设备之一——计算机磁带机、监视和检验处理机用的显示系统。联线计算机是Varian620-1型小型计算机,内存4K,有乘/除硬件、扩充地址和中断选择等功能。它的外围设备除上述的一台磁带机外,还有一台ASR33电传打字机。这磁带机是用来记录经处理后的数据,以供通用计算机作进一步处理。

Mark II数据处理机的框图ⅢC14,它基本上可以分为二个部分。在虚线的左边是数据及时钟信息的回放和恢复;右边则为相关处理部分。

包含着时钟信息的数据通过磁带回放后被分解为数字化的信号数据和时钟信号,时钟信号的准确恢复是特别重要的,因为它是相关处理的时间基准。为此考虑了二个措施,一是使用一个低Q的L-C滤波器来作为时钟信号的“飞轮”,二是每 $512\mu\text{s}$ 的一个时刻校正信号。对信号数据的恢复是比较容易的,而且它的要求并不严格,99%以上的准确性就足够了。

相关是要求在射电源辐射出来的同一平面波前上进行。由于VLBI的基线一般都较长,为此必须对其中某个站的数据流插入一个相当长的时延(例如3cm波长,基线为地球半径时VLBI所需的最大时延约为21ms)。在NRAO Mark II处理机中,这个时延的大部分是通过控制录象机的回放来实现的。为此目的,图ⅢC14中4MHz的振荡器被分频至60Hz,它通过被计算机控制的“门”送往缓冲器去相锁控制视频磁头旋转的60Hz驱动信号。余下的一小部分时延(约半毫秒内,包括磁带机本身的不稳定性等)则由缓冲器内存储器来完成,这样存储器就可以做得很小了。

由于地球自转,VLBI有很高的条纹率(仍按上例参数,3cm波长,基线长为地球半径,则自然条纹率可达15KHz左右)。为增长积分时间,压缩数据量,需要在相关前引入一个相位旋转器。它是受计算机控制的分频器,可根据指令,约每秒十次产生一个具有一定相位的条纹频率,让它和其中一个数据流相乘来完成相位旋转以抵消很高的自然条纹率。

以上的时延及相位旋转皆由联线计算机根据预先给予的各种参量以及相关过程中的情况予以控制的。

通过上述处理的数据就可进入相关器,相关后的数据进入计算机通过0.2秒的积分后连同处理过程中有关参量一起记入通用计算机适用的磁带机,以供进一步处理,这时数据量已被压缩了约 $10^3$ 倍。

C. I. T. Mark II处理机和NRAO稍有些不同,在C. I. T处理机中,二站间的时延完全靠缓冲器的存储器来完成的,它用了比NRAO大得多32ms的存储器(NRAO只有半毫秒),当然这样对回放控制系统来说是简单了。

在C. I. T和NRAO都有一套监测关系,它一方面又可以作了调整、维修的专用设备。在Mark II工作时,从一个多线示波器上可以看到8——12条(视示波器线数)对应于延迟间隔为250ns的相关输出,该相关输出的积分时间可以在一定范围内任选。如果工作正常时,则可以在示波器上看到残余的条纹。这样通过它便可以了解整个处理系统的工作情况。因此这样一个附属设备是被认为必须的。

#### (iv) Mark I 系统简介

Mark I是最早的VLBI系统之一。其基本原理是Mark II一致的,主要区别就在于Mark I的记录器是采用了通用计算机的磁带机。这种磁带机使用半吋宽的磁带,走带速度为

150吋/秒，上有七道磁迹，合起来使用时最高数据记录速度为720Kbit/S。Mark I也是采用1 bit数字化方案，在记录时，它每隔30吋（即0.2秒）有一个长约0.75吋的间隔不记录数据，这样它就把数据分割成0.2秒一段，磁带上不记入直接的时钟信息，每位数据的时刻就根据该位数据是在第几段记录上的第几位数据的办法来予以确定的。Mark I磁带的磁迹排列情况示于图ⅢC15<sup>〔12〕</sup>。

Mark I系统的主要缺点是带宽窄（360KHz），使系统的灵敏度较低。再有就是每盘2400呎的磁带只能记录约3分钟的数据。每次观测对磁带的需要量也是惊人的。如一次在Haystack、Green Bank、OVRO三台站之间要做一次实验，就需设法集中3000盘磁带以供使用。这样在数据处理时，对计算机所需的时间也比较长，仍以这次实验为例，如用Haystack的CDC3300通用计算机来处理，它每处理一盘磁带就需要约一个小时，这样它就要花费几千小时来处理这次实验所获得的数据，当然这样做是不现实的。后来借用了Goddard飞行中心的IBM91通用计算机，由于它的速度比CDC3300快约30—50倍，可把处理的时间缩短为100小时左右才算解决了这一问题。

不过采用了计算机通用磁带机也使它有一个很大的优点。在数据处理时它不需要象Mark II系统那样去搞一个复杂的专用处理机，而是凡有通用计算机的地方都可以进行处理。因此比较灵活方便，设备也比较简单。在带宽综合方法成功之后，记录框宽过窄对群延迟测量精度的影响已大大减少，所以目前特别在测地VLBI系统仍在继续使用。

#### （y）正在研制中的Mark III系统

目前在NRAO和Haystack二个单位正在积极地研制这种系统。NRAO每年在Mark III系统的研制上投资约十几万美元（到1979年止的计划）。

该系统的一个主要特点就是采用了一种新型的磁带机，即所谓“仪器磁带机”（Instrumentation tape）。型号为Honeywell96，外形见图ⅢC16。

这种磁带机采用1吋磁带，有28个磁头可在磁带上记录28道平行的磁迹。其带速有很多档，最高带速为240吋/秒，最低为每秒10吋左右，Mark III系统决定采用其120吋/秒的走带速度，这样每盘磁带可连续记录约20分钟。在选定的带速下，每条磁迹记录的最高速率可达4 Mbit/S，因此28条磁迹能记录数据的最高速率为112Mbit/S，折合到1 bit数字化方案即能记录56MHz带宽的信号。超过了Mark II系统近30倍，因此该系统的灵敏度将大大超过以往任何一种的VLBI系统。

据Haystack台Mark III的研制人员Rogers说，他们将计划于1977年内投入试用。

该系统成功后将会使VLBI技术的威力进一步得到发挥，它可以利用高灵敏的特点来研究更微弱的射电源。由于它的宽带特性，也许因此而可以大大降低VLBI对大天线的依赖性，使VLBI的观测更易于进行和发展。当然它的宽带特性也必然会使测地VLBI系统的精度进一步提高。

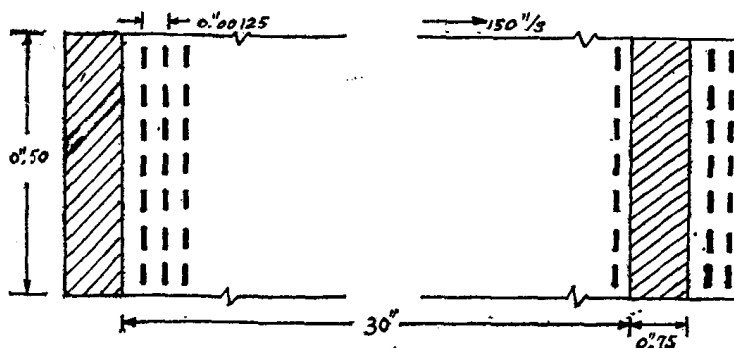
不过该系统是比较昂贵的——和Mark I，I系统比较。每部磁带机约八万美元，每部磁带机的电子控制设备约需十七万美元，合起来即每个记录终端为二十五万美元。整个Mark III系统的每年维持费为10万美元左右。

### 5. VLBI本振系统

使用独立的本振系统把被接收的信号从很高的频率变换到视频而能保持信号的相干性，这是VLBI能够成功并区别于一般射电干涉仪的一个显著特点。其关键就在于使用了高稳定性能的本振系统——一般都是靠使用原子频标来实现的。因此它是VLBI系统中一个很

重要的部分。

(i) VLBI对本振稳定性的要求



图ⅢC15 Mark I磁带上磁迹的排列

对本振相位稳定性要求是与工作频率的高低，积分时间的长短有关。它可以根据相干函数 $A(T)$ 作出估计。相干函数 $A(T)$ 描述了随着积分时间的延长，由于本振相位噪声的原因而使条纹可见度逐渐下降的情况：

$$A(T) = \left| \left\langle \frac{1}{T} \int_0^T e^{i(\phi(t) - \phi(0))} dt \right\rangle \right| \quad (\text{ⅢC5-1})$$

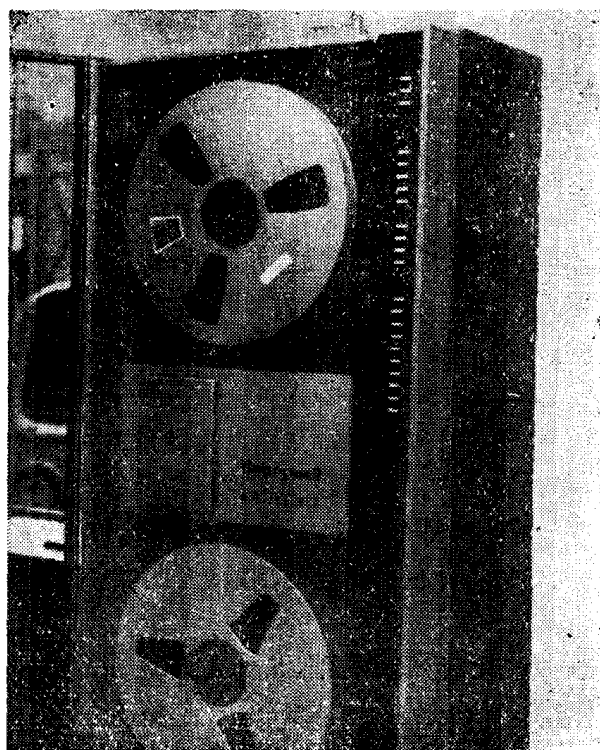
其中 $\phi$ 是本振之间的相位差， $t$ 表示时间， $\langle \rangle$ 符号则表示数学期望。随着时间 $t$ 的增加， $A(T)$ 将逐渐减小，于是一般可定义当 $A(T)=0.5$ 时的 $T_c$ 为最长积分时间，或称相干时间<sup>[12]</sup>。

根据这样一个定义，本振稳定性能的要求可以近似地描述为在最长积分时间内本振之间相位差异的均方根值不超过一个弧度。

$$\text{即: } (\Delta f/f) \omega T_c < 1 \quad (\text{ⅢC5-2})$$

这里 $(\Delta f/f)$ 是常用的频率稳定度的表达式， $\omega$ 是工作频率， $T_c$ 是积分相干时间<sup>[7]</sup>。

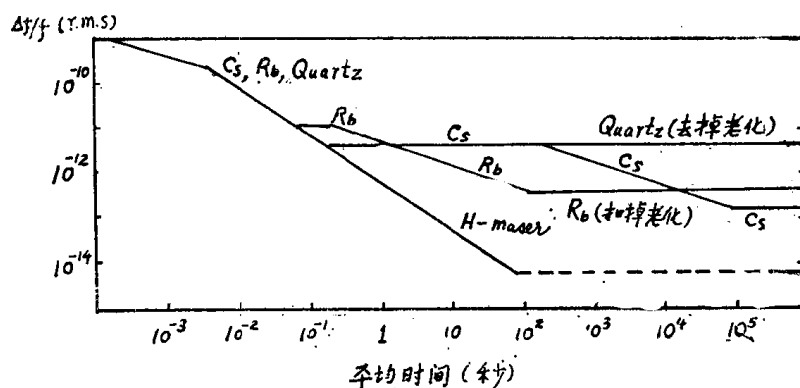
图ⅢC17给出了各种常用的频率标准的稳定性新的情况。可以看出氢钟是其中最优良的。因此目前大部分参与VLBI工作的台站都以氢钟为频率标准，少数还有用铷钟的，如Aries站，但即使以稳定度为 $10^{-14}$ 的氢钟来说它的最高率频作的工



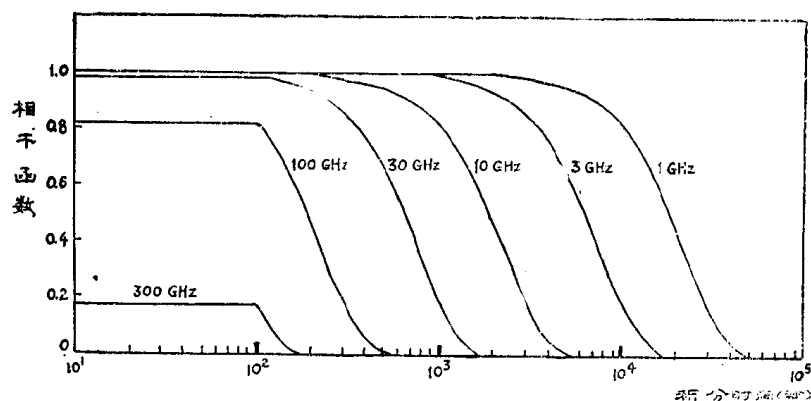
图ⅢC16 Mark IV系统的磁带机

只能到190CHz，再高的话，即使把积分时间缩得很短也没有用，因为相位噪声太大了。从图ⅢC18可以看出，在30CHz时，其相干时间也还不到一千秒。为了能进一步增长积分时间以提高系统的灵敏度和测量粘度，有些台站还在寻求更稳定的频率标准。OVRO正计划

要采用新型的用特殊材料铌、铍制成的超导谐振腔振荡器，它的稳定度可高达 $10^{-17}$ 左右，比氢钟还要高约三个数量级。如能采用这样的振荡器，不仅能大大增长相干时间，也有助于使目前还不能获得的条纹相位的测量成为可能，这将会使VLBI的测量精度大大提高。



图ⅢC17 各种常用的频率标准频率稳定性能比较



图ⅢC18 以 $10^{-14}$ 量级的氢钟为本振的VLBI系统，其相干函数和积分时间的关系

### (ii) 本振系统信号的产生

在VLBI系统中为了实现频率相干变换的要求，往往需要和原子频标稳定性相当的一系列本振信号。这往往采用二种途径：(1)直接倍频；(2)用锁相环的办法。对于高频端，即第一本振信号来说往往是采用第(2)种途径。因为原子频标一般输出频率都较低，如1 MHz，10 MHz等，因此如采用倍频的办法则一定要有很高的倍频数才能获得很高的本振，这样就会引起较大的相位噪声，此外这种办法还往往不容易给出微波段较高的功率输出。而锁相的办法则较好，因为在锁相环的时间常数内（往往是在毫秒级）振荡器是“自由的”，所以其短期项的稳定度主要是取决于振荡器本身，因为一般是比较好的。而其中长期的稳定性则受频率标准控制。因此无论短期还是中长期的稳定性都是比较满意的。

另外还有二种途径混合使用的方法，即先用一级锁相振荡器作为中间级，用它的输出去推动一级倍频器给出所需的本振信号。这种方法使用还比较普遍，图ⅢC19就是OVRO用这种方法分别给出L—X双波段接收机的第一本振信号的框图。

由于上述的原因，高频端的本振很少有用直接信频的，不过目前有的频率标准已有较高的标准频率输出，因此也有开始用直接信频法来产生高频端本振信号，如Goldstone站就已



用一个有100MHz输出的频率标准通过直接信频来提供高频本振信号。

低频端的本振信号对系统的影响往往比较小,由于它的频率不高所以一般都是用直接信频或从受频率标准控制的综合器中获得。在测地VLBI中,采用带宽综合法时,本振信号需要周期性地变换,在这种情况下,一般都是应用能数控的综合器来作为低频端的某一级的本振——当然它必需被锁定于原子频标。

## 6. 测地VLBI系统中的一些特殊问题

在美国一般把用于测地和天体测量的VLBI系统都简称为测地VLBI,因为它们在技术方法上对VLBI系统的要求基本上是一致的。该系统目前最感兴趣的目标是尽量提高群延迟 $\tau_g$ 的测量精度,而后可以通过式(ⅢC2-2)求出有关的参量。但是从相关处理中并不能直接获得 $\tau_g$ ,因为从相关处理中求得的 $\tau$ 实际上除 $\tau_g$ 外,还包含有设备延迟 $\tau_1$ ,大气路径误差 $\tau_a$ ,时钟误差 $\tau_c$ 等,要扣去后面这些项才能获得真正的 $\tau_g$ 。因此要提高测地VLBI的测量精度,除提高 $\tau$ 的直接测量精度外,还必须对各种误差作精细的改正。下面想主要介绍一下带宽综合与频率转换和VLBI接收设备相位校正二个問題

### (i) 带宽综合与频率转换

带宽综合法与相应的频率转换技术完全是为提高 $\tau$ 的测量精度这样一个目的而发展起来的。因为如果干涉仪接收的是单频信号 $\omega_0$ ,则干涉仪的相关响应是

$$\rho(\theta) = \cos\left(\frac{\omega_0 D}{c} \cos \theta\right) \quad (\text{ⅢC6-1})$$

但如果不是单频信号,则就会有一个带宽效应,干涉仪的响应就变为

$$\rho(\theta) = \rho(\tau) \cos\left(\frac{\omega_0 D}{c} \cos \theta\right) \quad (\text{ⅢC6-2})$$

$$\text{而} \quad \rho(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} F(\omega) \cos \omega \tau d\omega \quad (\text{ⅢC6-3})$$

这里 $\omega$ 为被接收的信号角频率, $c$ 为光速 $\theta$ 为入射波与基线的夹角, $F(\omega)$ 是信号的功率谱函数, $\rho(\tau)$ 为自相关函数。

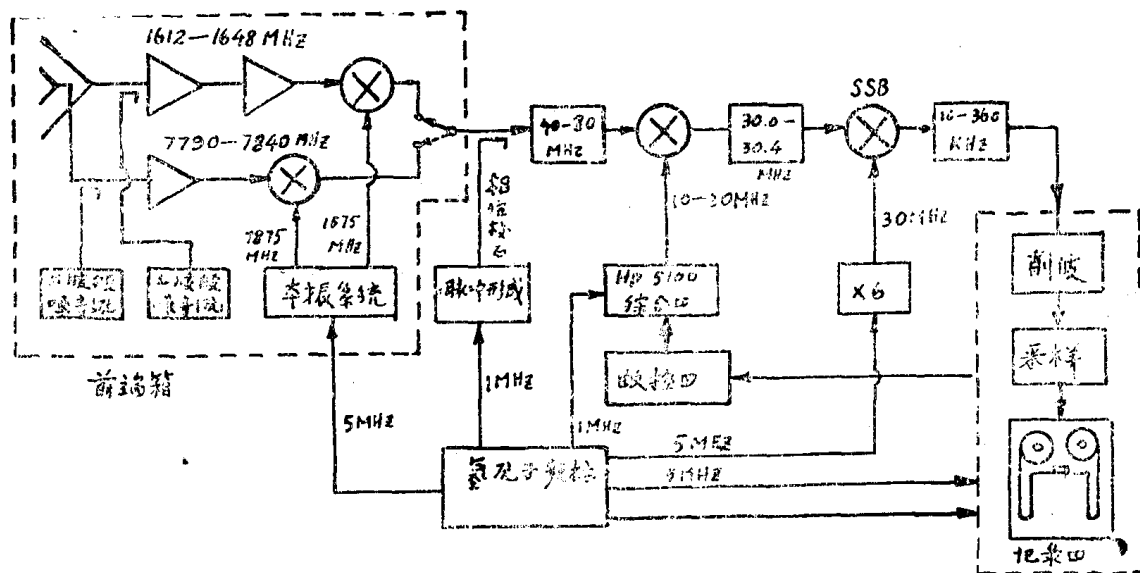
从上面的公式中可以看出,带宽越宽则干涉仪的相关峰越尖锐,而相关峰的宽度基本也是群延迟所能分辨的精度,它近似地等于带宽的倒数。因此 $\tau$ 的测量精度是直接和干涉仪的接收带宽成正比的。

因此要提高群延迟的测量精度就必须增加接收信号带宽。其中一个办法就是提高记录器的记录带宽,这已经做了,并在继续进行(如MarkⅢ)。但这显然是件比较困难和复杂的事。因为这牵涉到整个系统的重新设计和变动,而且单单依靠提高记录器的记录速度显然是有相当大的局限性,因此就发展了带宽综合方法。它可以利用原有的VLBI系统,包括Mark I, Mark II,只要稍加变动某些部件,对时延测量精度来说就可以获得相应于比原系统宽几十倍,甚至几百倍带宽的效果,从而使群延迟的精度测定大大提高。

这个方法是由M.I.T, Haystack测地VLBI研究组的A.E. ERogers首先提出来的<sup>[13]</sup>,并由该组的Hinteregger等人共同发展起来的<sup>[14]</sup>。其原理和已有的栅干涉仪原理很类似。即通过在被观察频段上采样,即选择一些“频窗”,周期性地在这些“频窗”上进行采样观测,并将它记录在磁带上。每个“频窗”的宽度可按原系统的记录带宽进行。当然干涉仪二端的这些观测必须精确地协调进行。这样的数据经过适当处理后,即能“综合”成一个相当



时, 由于缺乏宽频带的中放和高放, 因此需要变换第一本振并同步地调谐高放级, 因而带来很多麻烦, 而且在第一本振频率转换瞬间有一个较大的相位随机漂移问题, 所以实验效果不大理想。后来出现了宽带中放和宽带低噪声镜波放大器, 于是就只需转换第二本振就可以了。由于第二本振频率较低, 所以原先存在的相位随机漂移问题的影响就大大缩小了, 因此实验结果所获得的精度也比前大大提高了。据Haystack的Rogers介绍, 目前他们用这种方法, 带宽综合最大达到400 MHz, 群延迟的测定已达到0.1 ns量级。



图ⅢC21 OVRO L-X波段的“频率转换”VLBI

图ⅢC21是一个OVRO的“频率转换”VLBI系统。信号经参放放大后进入第一混频器被变换为40—80 MHz的信号。其第一本振是采用上述的相锁和信频相结合的办法来提供的(见图ⅢC19)。第二本振即是实不带宽综合的主要部件, 它是采用现成的Hp5100型的综合器, 它以氢原子频标为标准源, 并可以接受数字程控, 按一定的时间间隔(这里是0.2秒变换一次)变换综合器的输出频率——在10 MHz—50 MHz范围。这样的本振信号和40—80 MHz信号差频后再通过带通滤波器就可以得到30.0—30.4 MHz固定的第二中频, 实际它是以0.2秒的时间间隔在40—80 MHz, 也就在L-X波段上周期性采样的信号。再通过第三变频器后就可以得到10—360 KHz的视频信号, 经数字化处理后即被记录在磁带上。这样的数据经过适当处理后即可获得36 MHz的综合带宽, 比VLOI Mark I的360 KHz记录带宽提高的近100倍。

美国目前的“Frequency-Switched”VLBI系统的基本结构大致和图ⅢC21所示类同, 只是在采用Mark I, 或Mark II, 以及“频窗”安排上有些不同。此外, 在本振频率的转换上, 有的是使用几个固定频率的振荡器的办法来获得一系列不同的本振频率, 如Aries站。这种办法可以消除本振转换时带来的相位漂移问题, 但是它只宜在“频窗”不多的情况下使用, 否则会使本振系统包含数目很多的固定频率振荡器而变得很庞大, 另外在试验时, 使用综合器对于“频窗”选择的变更显然是会更方便些。

#### (ii) VLBI设备的相位迟延的测定和校正

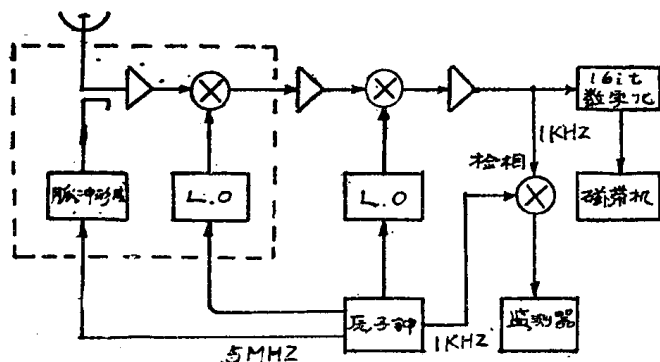
如前所述, 通过干涉仪数据的相关处理不能直接得到真心的 $\tau_q$ , 因为这里包含着好几个

误差项, 其中一项就是VLBI接收系统本身的延迟。

信号要通过接收系统的一系列部件才能最终被记录在磁带上。这中间是有相当长一段“路程”, 如OVRO, 信号从主焦点的微波箱到底层控制室之间还要通过长达几百呎的电缆, 因此对于信号在设备中延迟的时间必须予以扣除。

这个延迟如果是个不变的常量还比较容易处理, 如果它经常在变化则就比较麻烦。特别在“Frequency—Switched” VLBI中, 信号的相位延迟在各“频畜”中往往是不同的, 而且在转换过程还会有变化, 因此就更需要对信号在各个“频畜”中的相位延迟情况进行测定以予以校正。所以它也是测地VLBI 系位中一个重要的附属设备。该设备也是由 Haystack 台 Rogers 研制成功的。

图ⅢC 22是相位延迟测量的原理图。它用标准的 5 MHz 的信号通过一个脉冲产生器(用隧道二极管或阶跃恢复二极管等)以产生一个很窄的1MHz 脉冲, 其目的是为了产生一系列标准的谐波——间隔为1MHz。用它作了标准, 让其通过信号应该经过的“路程”, 而后再把它变换至低频, 通过相似测出其相位延迟。



图ⅢC22 相位延迟测量原理图

目前设备内部相位延迟的测量精度可达几个微微秒量级。

## 7. 结束语

通过这次对美国VLBI工作的考察, 我们感到VLBI这项新技术在美国是受到重视的, 对发展该项技术投入了相当的力量, 因此近年来又有较大的进展, 特别在测地及天体测量方面的应用, 目前的结果已比初期的精度提高了约一个数量级以上, 某些方面已达到甚至超过了一般经典方法所能取得的结果。但是它还有很大的潜力。千分之一角秒量级的定位精度、厘米量级的基线(数千公里)测量精度以及其它包括世界时、极移等高精度的测量将是测地VLBI的进一步奋斗目标。在射电天体精细结构研究方面, 全球的VLBI综合孔径则是一个相当诱人的前景。

总之VLBI确实是一项很有前途和具有生命力的技术手段, 它可以广泛地用于天体物理、天体测量、地球物理等学科的研究, 因此应该引起我们足够的重视。

VLBI的基本设备是原子钟, 磁带记录器, 一个口径三十米左右的射电望远镜以及电子计算机数据处理系统。这些技术条件对我国来说基本上是具备的, 或者说是可以做到的。目前上海天文台正在进行VLBI的中间试验, 我们认为应该遵照毛主席“洋为中用”的教导, 吸取国外在发展VLBI工作中有关的经验教训, 多快好省地发展和应用VLBI技术, 为赶超世界先进水平而努力。

## 参 考 文 献

- [1] Cohen, M.H., (1971), A.J., 176, 91.
- [2] Shapiro, I.I., (1974), Science, 186, 920

- [3] Schaper, L.W., et al, (1970) proc. IEEE, 58, 272,
- [4] Mac Doran, P.F. (1974) Acta Astronautica, 1, 1427.
- [5] 《麦端斯(Aries)计划本年度九月以前的测量结果》C.I.T.JPL. 1975年10月
- [6] Whitney, A.R., et al., (1976), Radio Science, 11, 421
- [7] Whitney, A.R., (1974) Ph.D.Thesis, 《Precision geodejy and Astrometr y Via VLBI》
- [8] Ong, K.M, et al., (1976) Journal of Geophrsical Research, 81, 3587
- [9] Rogers, A.E.E., (1971) Proc, IEEE, Letters, 59, 1817
- [10] Clark, B.G., (1972) Proc. IEEE, 61, 1242
- [11] Clark, B.G., et al., NRAO Green Bank Electrnics Internai Report 118
- [12] moran. T.M., Methods of Experimental Physics, 11, Partc, 《VLBI Systems》
- [13] Rogers A.E.E., (1970) Radio Science, 5, 1239.
- [14] Ainteregger, H.F., et al. (1972) Science, 178, 396.

## 索 引

### A. 机 构 (简 称 或 全 名) 译 名

Aerospace Corporation	宇航公司, 或宇航协会
AFCLR	空军剑桥研究实验室
AUI	联合大学有限公司
Big Bear Lake Observatory	大熊湖天文台
CIT	加州理工学院
HAO	高山天文台
HRAS	哈佛射电天文站
JPL	喷气推进实验室
MIT	麻省理工学院
NASA	国家宇航局
NCAR	国家大气研究中心
NKPO	国家基特峰天文台
NOAA	国家大气和海洋管理局
NGSDC	国家地球物理和日地关系资料中心
NRAO	国家射电天文台
NRL	海军研究实验室
NSF	国家科学基金会
OVRO	Owens Valley射电天文台
Sacramento Peak Observatory	沙克拉门托峰天文台 (沙克台)
SESC	空间环境服务中心

### B. 一 些 专 业 词 汇

Aperture Synthesis	综合孔径
ARIES	射电天文干涉法大地测量
bit	毕特, 或 (二进) 位 (码)
Compact source	致密 (射电) 源
Continuum observation	连续谱 (或总功率, 或总辐射) 观测